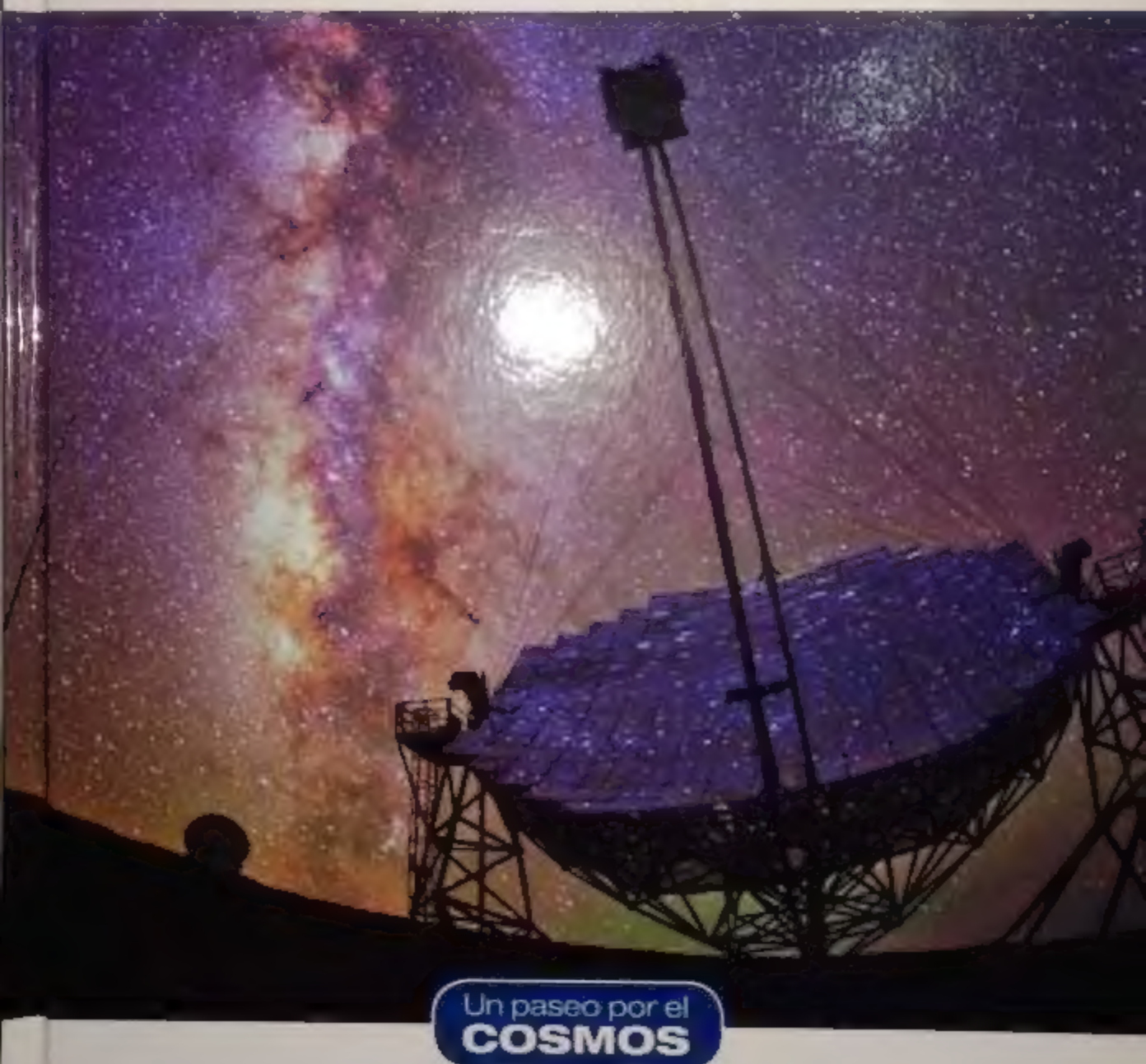


La observación del cosmos

Descubriendo el universo
a través de la luz



Un paseo por el
COSMOS

EXLIBRIS Scan Digit



The Doctor y La Comunidad

Redigitalización: The Doctor

<http://thedoctorwho1967.blogspot.com.ar/>

<http://el1900.blogspot.com.ar/>

<http://librosrevistasinteresesanexo.blogspot.com.ar/>

<https://labibliotecadeldrmormoreau.blogspot.com/>

La observación del cosmos

Descubriendo el universo
a través de la luz

RBA

Imagen de cubierta: Telescopio Cherenkov MAGIC II (primer plano) y Gran Telescopio Canarias (GTC) (fondo), instalados en el Observatorio del Roque de los Muchachos (Garafía, La Palma), del Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC).

Gracias a mis compañeros de la UCS (IAC) por su apoyo en la elaboración de este documento, en especial a Elena Mora y Julio Castro.

A mi familia, Merce, Iris e Ivo, por el tiempo robado en este reto.

Dirección científica de la colección: Manuel Lozano Leyva

© Alfred Rosenberg González por el texto
© RBA Contenidos Editoriales y Audiovisuales, S.A.U.
© 2017, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC

Diseño cubierta: Llorenç Martí

Diseño interior: tactilestudio

Infografías: Joan Pejoan

Fotografías: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)/H. Zodet (ESO): 147b; Pablo Bonet/IAC: 47a, 47b; Centro Goddard de Vuelos Espaciales de la NASA/S. Wiessinger: 95; Andrew Z. Colvin/Wikimedia Commons: 20-21, 22-23; GMTO Corporation/Wikimedia Commons: 143ai; Northrop Grumman: 143bd; Daniel López/IAC: portada, 33, 142ai; ESA: 143bi; ESO: 142cbd; ESO/L. Calçada: 143cai; ESO/C. Malin: 147a; NAOJ: 142cbi; NASA: 143cbi; NASA/CXC/SAO: 136; NASA/JPL: 142ad; NASA/Kepler mission/Wendy Stenzel: 143cbd; NOAO/AURA/NSF: 142bi, 142bd; Observatorio del Gran Telescopio Binocular: 142cad; Observatorio Internacional TMT: 143cad; Gabriel Pérez Díaz (IAC): 48a, 48b, 116, 141a, 141b, 151a, 151b; Lawrence W. Ramsey, Universidad Estatal de Pensilvania: 142cai; Wynand Basson Images: 143ad.

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-8670-3

Depósito legal: B-12515-2017

Impreso y encuadernado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)

Impreso en España - Printed in Spain

SUMARIO

INTRODUCCIÓN	7
CAPÍTULO 1	El reto de estudiar el cosmos 13
CAPÍTULO 2	La luz, mensajera del universo 27
CAPÍTULO 3	Interpretando el lenguaje de la luz 73
CAPÍTULO 4	Nuevos ojos para descubrir el universo visible e invisible 127
LECTURAS RECOMENDADAS	155
ÍNDICE	157

INTRODUCCIÓN

Todos los átomos de hierro de nuestra sangre, el calcio de nuestros huesos o el oxígeno que respiramos no existían al inicio del universo. Se originaron en el interior de las estrellas en algún momento tras su formación, hace 13800 millones de años. Mucho más tarde, hace unos 4600 millones de años, a partir de los restos de estrellas predecesoras, surgieron el Sol y los planetas, así como todos los demás cuerpos del sistema solar. Nos encontramos en un planeta rocoso que gira alrededor de una estrella, igual que lo hacen otros planetas en torno a gran parte de los cien mil millones de estrellas de nuestra galaxia, una de entre los más de cien mil millones de galaxias que componen el universo. Y, según parece, todo ello no es más que una pequeña parte de un cosmos que descubrimos día a día, compuesto principalmente por unas misteriosas materia y energía oscuras. Mientras tanto, las estrellas nacen, viven y mueren, terminando algunas como estrellas de neutrones o incluso como agujeros negros, al tiempo que tratamos de vislumbrar el origen y el futuro remoto del universo, cada día más conscientes de lo efímero y singular de nuestra existencia.

Hasta hace unos cuatrocientos años, el universo conocido era bastante limitado, pues abarcaba el Sol, la Luna, cinco planetas,

algún cometa ocasional, unos pocos miles de estrellas «ceranas», además de las galaxias irregulares que son las Nubes de Magallanes o la galaxia espiral de Andrómeda. Ya fuese en el más humilde poblado, en las magníficas pirámides repartidas por todo el planeta o en otros colosales observatorios astronómicos, su estudio se realizaba sin la ayuda de instrumentos ópticos. Sin medios que nos ayuden a ver objetos distantes, nuestro conocimiento del universo sería sumamente escaso. De ahí que el primer gran paso hacia la astrofísica se diera cuando comenzamos a utilizar un nuevo instrumento, la «lente espía», más tarde rebautizada como *telescopio*, que recoge más luz que nuestro ojo a simple vista y nos permite observar objetos más distantes y de brillo escaso, además de poder verlos con mayor resolución. El pequeño telescopio utilizado por Galileo a principios del siglo XVII le permitió realizar extraordinarios descubrimientos: además de observar un número mucho mayor de estrellas de las que pueden verse a ojo desnudo, pudo identificar manchas en la superficie del Sol, irregularidades en la superficie de la Luna, fases en Venus y satélites que no giraban alrededor del Sol, sino en torno a Júpiter. La perfección de los astros (el Sol y la Luna) quedaba en entredicho, y el modelo heliocéntrico, confirmado gracias a la observación de las fases de Venus. Física y metafóricamente, podríamos decir que acababa la época oscura de la astrología y arrancaba la astrofísica.

Observando simplemente nuestro barrio estelar, podemos determinar a qué distancia están las estrellas, qué tamaño tienen, la temperatura de su superficie, a qué velocidad rotan, cuál es su composición química, cómo es su interior, qué edad y esperanza de vida tienen, cómo y a qué velocidad se desplazan por el brazo de nuestra galaxia espiral y, en algunos casos, si tienen un sistema planetario a su alrededor, los rasgos de esos planetas (referidos como exoplanetas por ser de fuera de nuestro sistema solar), etc. Hoy se aceptan estos resultados y muchos más sobre el universo, sin plantearnos, la mayoría de las veces, cómo somos capaces de averiguar todo ello. La respuesta en este caso es sencilla: aunque parezca increíble, gracias a un puñado de fotones y a nuestra capacidad de interpretar la información que portan.

La astrofísica es un área de la ciencia sin duda singular. Los objetos de su estudio son muchas veces colosales: estrellas, nebulosas, galaxias, cúmulos de galaxias o incluso el propio universo como un todo, mientras que otras son tan minúsculos como el polvo, moléculas o partículas atómicas. Se encuentran en condiciones físicas casi siempre extremas: ya sea a temperaturas cercanas al cero absoluto, como la radiación del fondo cósmico, o a millones de grados, como el interior de cualquier estrella; en condiciones de vacío, como casi todo el cosmos, o a presiones inimaginables, como es el caso de las enanas blancas o las estrellas de neutrones; flotando libremente en el espacio o atrapados en la cercanía de agujeros negros. Pero, sobre todo, se encuentran a distancias astronómicas. Por ello resulta fundamental saber cómo es realmente ese universo que queremos estudiar, cuáles son las verdaderas distancias entre los objetos que lo componen y cómo se distribuyen.

Otro aspecto que hace de la astrofísica una rama especial de la ciencia es que no es posible reproducir las observaciones en un laboratorio. No se puede repetir una explosión de supernova, tomar una muestra de una nebulosa o adentrarnos en el interior del Sol para conocer su estructura. Por ello debemos considerarla como una ciencia fundamentalmente observacional. La práctica totalidad de lo que sabemos del cosmos se debe a la observación de la luz; la luz es la mensajera del universo.

Conocer algunos detalles sobre la luz puede sorprendernos y hasta contradecir nuestra lógica cotidiana, pero resulta indispensable para obtener respuestas sobre el cosmos. Su velocidad es una constante universal y un límite superior en nuestro universo, lo que implica una compleja percepción del mismo. No en vano es uno de los postulados de la famosa, aunque interiorizada por pocos, teoría de la relatividad. Una consecuencia directa de esto es que los telescopios son máquinas del tiempo que, inevitablemente, siempre miran al pasado. Nada puede ir más rápido que la luz. A eso hay que sumar su nada natural «dualidad onda-corpúsculo». La luz puede tratarse como una onda, pero también como una partícula (eso sí, ¡sin masa!) a la que llamamos fotón. La luz es ambas cosas a la vez, onda

y partícula, aunque solo mostrará una de sus caras según el experimento realizado. Si bien esta visión de la luz pertenece al mundo de la física cuántica, imposible de entender desde nuestra visión clásica, ambos comportamientos se traducen en fenómenos físicos distintos que nos resultarán útiles en el estudio del cosmos. Y por si fuera poco, existen distintos tipos de luz: la visible y la invisible, pero que en definitiva son la misma, gobernada siempre por las leyes del electromagnetismo. Nuestra mensajera ha sido un enigma para la humanidad durante milenios, y solo en los últimos siglos hemos comenzado a tener algunas respuestas.

De una forma práctica, podemos considerar los telescopios como embudos para recoger fotones. Más fotones marcarán la diferencia entre ver o no ver, medir o no medir y, finalmente, saber o no saber. Y es que en astrofísica el tamaño sí importa. Un telescopio de 6 m de diámetro recogerá, aproximadamente, un millón de veces más luz que nuestro ojo. Por eso, desde su invención, los telescopios no han parado de crecer, y cada desarrollo o perfeccionamiento de este instrumento ha permitido avances en nuestra comprensión del universo. La fotografía y otros artificios más precisos sustituyeron a nuestros ojos como instrumento de medida hace más de un siglo y medio. La astronomía en el rango visible (la luz que podemos observar con nuestros ojos) es muy relevante, pero no la única. Es cierto que aporta a diario grandes resultados y que quizá nos confirmará, por ejemplo, la existencia de vida en otros planetas. Pero debemos considerar que estos telescopios, como nuestros ojos, están confinados a un estrecho rango del espectro electromagnético. Si nos limitásemos a él en la observación del cielo, sería como tratar de interpretar una sinfonía utilizando tan solo dos o tres notas.

Toda la luz, visible e invisible, conforma el denominado espectro electromagnético. De un modo histórico, y un tanto arbitrario, se ha dividido este en siete rangos, aunque sin fronteras reales entre sí. Una clasificación habitual de la astrofísica que se realiza hoy en día es aquella que tiene en cuenta el rango espectral en que se observa, cada uno con su propia historia, técnicas, limitaciones y un futuro muy prometedor.

Más allá del rojo del arcoíris se encuentran los rangos de radiación menos energética: el infrarrojo, las microondas y las ondas de radio. La astronomía infrarroja tiene muchas ventajas frente a la visible a la hora de penetrar en el polvo interestelar u observar objetos que apenas brillan en el visible: estrellas en formación en el interior de nebulosas, enanas marrones o el agujero negro supermasivo en el centro de nuestra galaxia son algunos de sus objetos favoritos. La astronomía en microondas está especialmente indicada para el estudio del origen del universo a través de la radiación del fondo cósmico, y la radioastronomía lo está para el gas frío y fuentes extremadamente lejanas, entre otras. Aunque la astronomía en radio o microondas se realiza con antenas que denominamos radiotelescopios, no debemos pensar que estamos «oyendo» el universo. Tanto las ondas de radio como las microondas son un tipo más de luz.

Los otros tres rangos más allá del violeta (ultravioleta, rayos X y rayos gamma) portan progresivamente más energía. En conjunto conforman la radiación ionizante, capaz de destruir moléculas y, por lo tanto, incompatible para la vida. Afortunadamente, la atmósfera detiene la mayor parte de esta radiación, protegiéndonos, pero, al mismo tiempo, vetando la observación del universo en estas longitudes de onda directamente desde tierra. Sin duda fue el requerimiento de un desarrollo aeroespacial la razón por la que estos tres rangos del espectro tardaron más en desarrollarse, apareciendo hace tan solo medio siglo. En ellos se presenta el universo más violento: explosiones de supernova, discos de acreción en torno a agujeros negros, núcleos activos de galaxias, e incluso algunos fenómenos aún no explicados. Cada nuevo rango del espectro electromagnético descubierto ha representado una ventana a un cosmos totalmente nuevo y desconocido.

Hoy en día, todos los campos de la astronomía están avanzando con fuerza gracias a importantes colaboraciones internacionales que permiten diseñar y construir instrumentos extraordinarios. En un futuro próximo estarán listos todos los radiotelescopios de ALMA, los telescopios para rayos gamma CTA, telescopios ópticos e infrarrojos de nueva generación, como los E-ELT, TMT

o EST, o el telescopio espacial JWST, por citar solo algunos. No debemos olvidar que el universo es un rompecabezas complejo y que, si queremos descifrarlo, debemos reunir tantas piezas como nos sea posible.

La naturaleza de la luz, los diversos rangos del espectro electromagnético y su utilidad para estudiar distintos fenómenos astrofísicos, han desembocado en un vasto conjunto de conocimientos que han obligado a los astrofísicos a dividir sus esfuerzos por entender el universo en distintas áreas: el Sol y el sistema solar, sistemas exoplanetarios, astrofísica estelar e interestelar, astrofísica galáctica, cosmología, etc. Sin embargo, independientemente de su especialización, todos utilizan telescopios en distintos rangos del espectro electromagnético y realizan medidas con instrumentos con el fin de verificar o descartar sus teorías. Para ello se han desarrollado diversas técnicas, siendo la selección de una u otra lo primero que deben decidir los astrofísicos en función de las necesidades de sus estudios.

La primera de estas técnicas es la fotometría, donde medimos fundamentalmente el brillo de los objetos y sus posiciones, así como sus variaciones en el tiempo, utilizando, en ocasiones, distintos filtros. De estas medidas se obtiene información muy valiosa, como las distancias, movimientos propios, temperaturas superficiales, diámetros o incluso edades.

La segunda técnica es la espectroscopia, que se basa esencialmente en descomponer la luz, clasificándola según su longitud de onda, y utilizar el efecto Doppler para medir velocidades radiales o de rotación, o la composición química. En este caso es fundamental conocer la estructura atómica de la materia y cómo se relaciona con la luz.

Más allá de sus resultados muchas veces asombrosos, es posible entender qué es y cómo funciona la astrofísica.

CAPÍTULO 1

El reto de estudiar el cosmos

Hace menos de cien años aún se discutía si el universo se limitaba a nuestra galaxia o si era mucho más extenso. Hoy en día creemos conocer sus dimensiones, aunque nos resulta difícil asimilar su descomunal tamaño.

La astrofísica estudia el universo. Pocas ramas de la ciencia resultan tan atractivas y nos llevan a plantearnos preguntas más profundas. Todos deberíamos dedicar un rato a contemplar las estrellas y reflexionar sobre el lugar y el momento que ocupamos en él. Mirándolas, no somos conscientes de ir montados en una nave que surca el vacío a unos 220 km/s, girando junto con cien mil millones de estrellas más alrededor del centro de la Vía Láctea, nuestra galaxia, en el cual se encuentra un agujero negro supermasivo. Esta visión, absolutamente real, provoca vértigo.

Nuestro entendimiento del cosmos depende de infinidad de conocimientos científicos que hemos ido atesorando a lo largo de nuestra historia (brevísima respecto a la edad del universo, dicho sea de paso) y de la información que diligentemente nos aporta la luz tras recorrer distancias inimaginables. Comencemos dejando claro un aspecto clave sobre el universo que hace que su estudio sea tan particular: su desmesurado tamaño y las descomunales distancias entre objetos que hacen que su exploración directa resulte totalmente imposible.

Estamos habituados a ver representaciones de la Tierra y la Luna, el sistema solar o la Vía Láctea en las que, lógicamente,

Fig. 1



Representación del sistema Tierra-Luna, respetando la misma escala para distancia y tamaños.

debemos permitirnos ciertas licencias. La Tierra y la Luna suelen representarse correctamente en cuanto a tamaños (la Tierra tiene un radio casi cuatro veces mayor que la Luna), si bien la distancia entre ellas a esa misma escala es difícil de respetar. Lo mismo pasa con el sistema solar. Nuestra estrella y los ocho planetas, representados en su verdadera escala de tamaños y distancias, serían totalmente invisibles en un póster. El Sol quedaría reducido a un tamaño inferior a 0,1 mm, en el límite de lo distinguible por nuestro ojo, siendo el mayor de los planetas cien veces menor. Por eso son habituales, y seguramente inevitables, representaciones gráficas donde los planetas parece que van a chocar los unos con los otros. Todo ello nos ha generado inconscientemente una impresión poco realista del universo que nos rodea. Tomemos a nuestro satélite natural, la Luna, como ejemplo para experimentar esa imagen distorsionada. ¿Sería suficiente una moneda de dos euros en el extremo de nuestro brazo extendido para cubrir la Luna llena? Sorprendentemente, nos sobra con una moneda de un céntimo, ya que la Luna tiene un tamaño aparente similar al del globo terráqueo representado en dicha moneda. Esto puede comprobarse fácilmente. Y cabe recordar que el Sol tiene el mismo tamaño aparente que la Luna, y que por ello se producen los eclipses totales.

Pero a la hora de estudiar el universo las distancias importan, y mucho, por lo que parece apropiado dedicar unas pocas líneas a visualizar su verdadera dimensión espacial. Una posible forma, con esfuerzo imaginativo, es utilizar diversas escalas para trasla-

dar esas distancias inabarcables a valores razonables de nuestro entorno más cercano.

CUESTIÓN DE ESCALA

Estamos acostumbrados a ver un globo terráqueo. Lo identificamos con nuestro planeta y distinguimos los diversos continentes y océanos. Es un modelo a escala de la Tierra. Pues bien, comencemos complicándolo un poco más introduciendo la Luna. En un sistema Tierra-Luna donde hacemos todo 50 millones de veces más pequeño, la Tierra es aproximadamente del tamaño de un balón de baloncesto y la Luna del tamaño de una pelota de tenis (figura 1). Una sorpresa habitual es ver cómo quedan cuando tratamos de situarlas a la distancia que les corresponde entre sí: algo más de 7 m. A esta escala, el Sol sería una esfera de unos 28 m de diámetro (un edificio de unas 9 plantas) situada a unos 3 km de distancia.

Sigamos encogiendo nuestro modelo hasta hacerlo 300 veces más pequeño. A una escala 15 000 millones de veces menor que la realidad, la distancia entre el Sol y la Tierra (lo que definimos en astrofísica como una *unidad astronómica*) se reduce a 10 m. El Sol mide ahora unos 9 cm (como una naranja) y la Tierra menos de 1 mm (como un grano de sal fina). La Luna, de 0,2 mm, se encuentra girando a su alrededor a 2,5 cm. Ambos orbitan alrededor del Sol al tiempo que giran sobre su centro de masas. En esos

primeros 10 m se encuentran también Mercurio (de 0,3 mm de diámetro) a 4 m, y Venus (otro grano de sal fina) a 7 m. Más lejos, a 15 m, está Marte (de tan solo 0,4 mm). Nos seguimos alejando y, por fin, llegamos al gigante gaseoso, Júpiter, que con un vo-

Solo hay dos cosas infinitas, el universo y la estupidez humana, aunque no estoy seguro de la primera.

ALBERT EINSTEIN

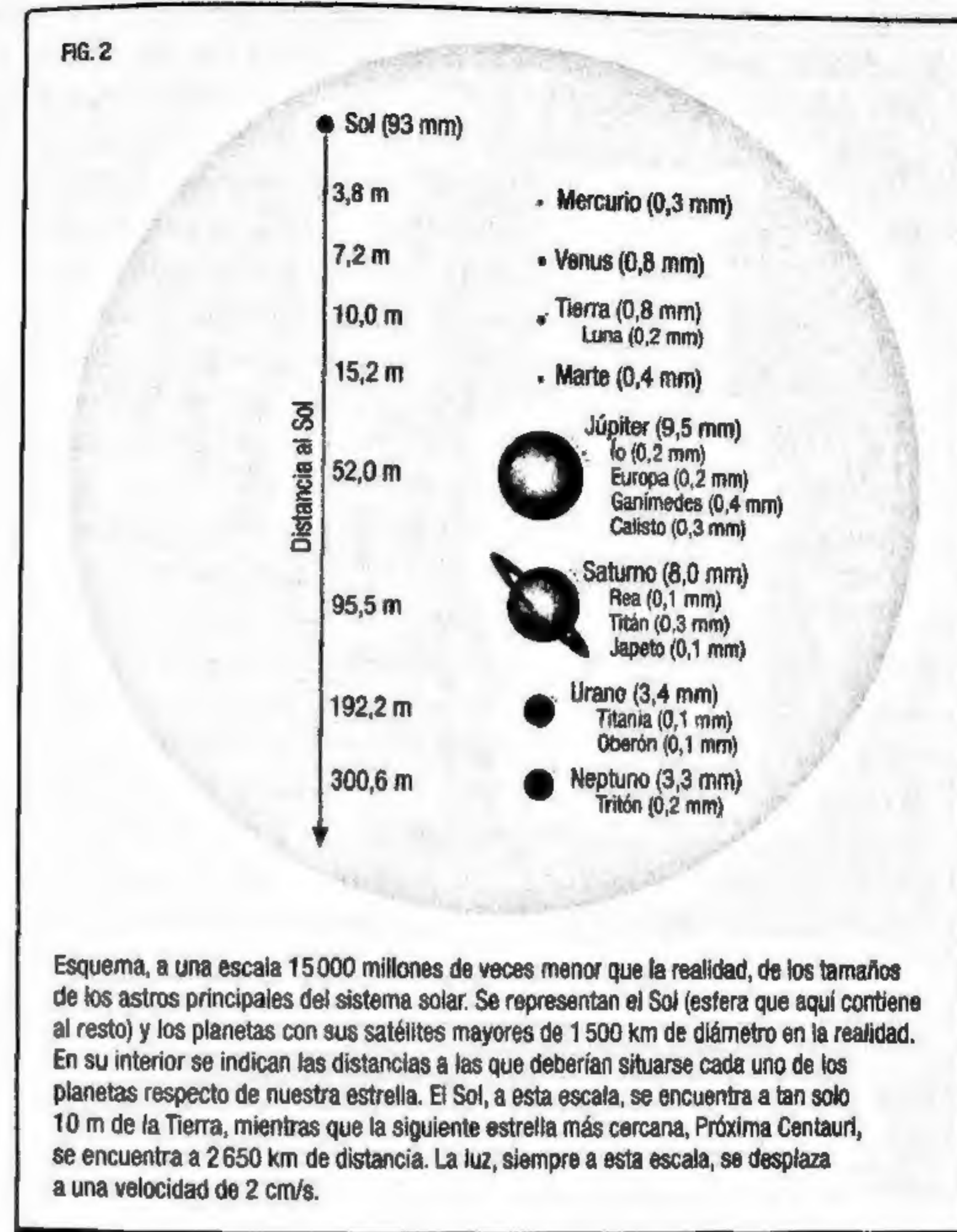
lumen mil veces mayor que la Tierra tiene las dimensiones de un guisante (9,5 mm) y se encuentra a unos 52 m del Sol. Le siguen Saturno (8,0 mm) a unos 96 m, y Urano y Neptuno, a unos 192 y 300 m, respectivamente, cada uno con el tamaño aproximado de un grano de pimienta (unos 3,3 mm). Así tenemos un sistema solar a escala bien proporcionado (figura 2). Separados por las distancias citadas, la naranja, los cuatro granos de sal fina y el guisante ocuparían el espacio de un campo de fútbol. Al otro guisante (Saturno) y a los dos granos de pimienta deberíamos dejarlos fuera, ya que, separados a las distancias antedichas, el conjunto ocuparía varios campos de fútbol.

Si mantenemos las escalas de tamaño y distancia de nuestro sistema solar, podemos hacernos una idea del minúsculo lugar donde hemos nacido, no solo nosotros, sino todos y cada uno de los seres humanos de nuestra breve historia, así como los seres vivos que conocemos (y los que no) y que han evolucionado durante los últimos 3 700 millones de años: ese minúsculo grano de sal fina girando a 10 m de la brillante naranja.

Este modelo nos da otra posibilidad: pasearnos por el sistema solar y apreciar cómo varía el tamaño aparente del Sol desde cada planeta. Podemos tratar de visualizar la diferencia entre estar en Mercurio, observando una naranja a menos de 4 m de distancia, y estar en Neptuno, a una distancia equivalente a observar desde el suelo una naranja en lo alto de la Torre Eiffel (una obra de 300 m de altura, equivalente a un edificio de más de 80 plantas). Sin ir más allá del último planeta del sistema solar, nuestra descomunal estrella comienza a verse como un simple punto en el cielo.

Las demás estrellas son esferas similares al Sol, algo más grandes o pequeñas, pero no mucho. La estrella más cercana

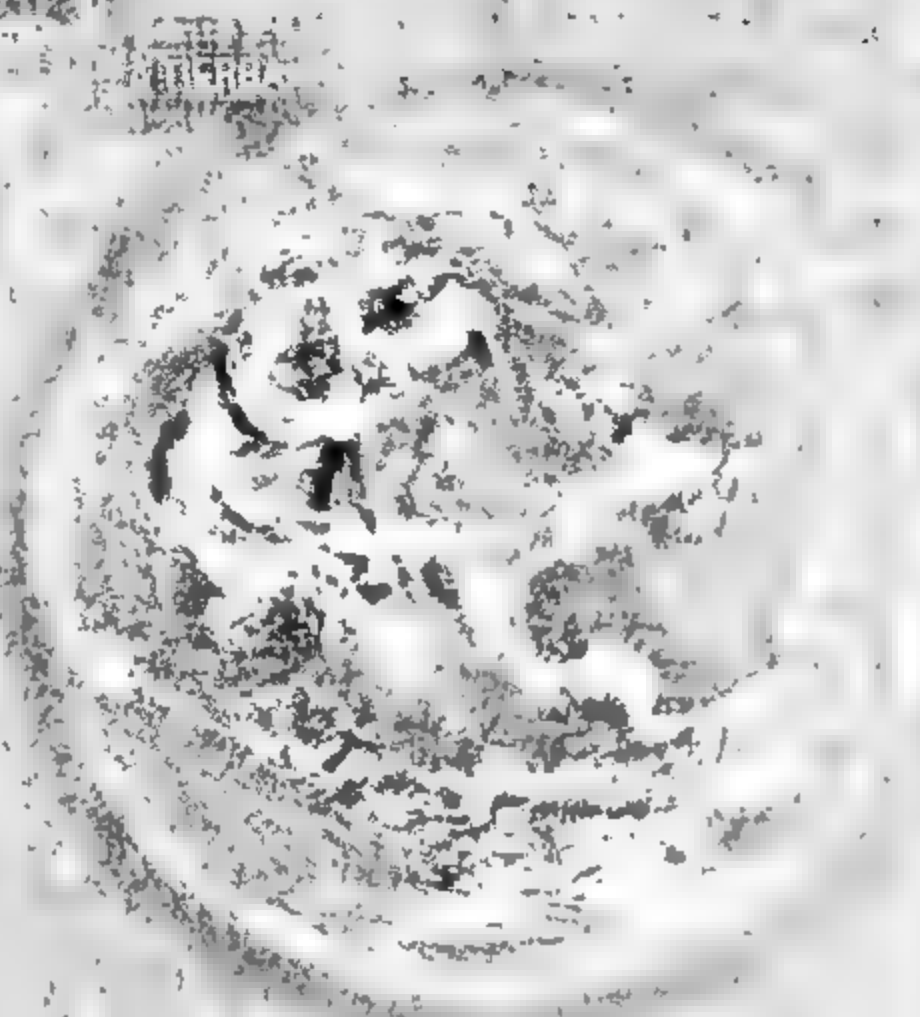
FIG. 2



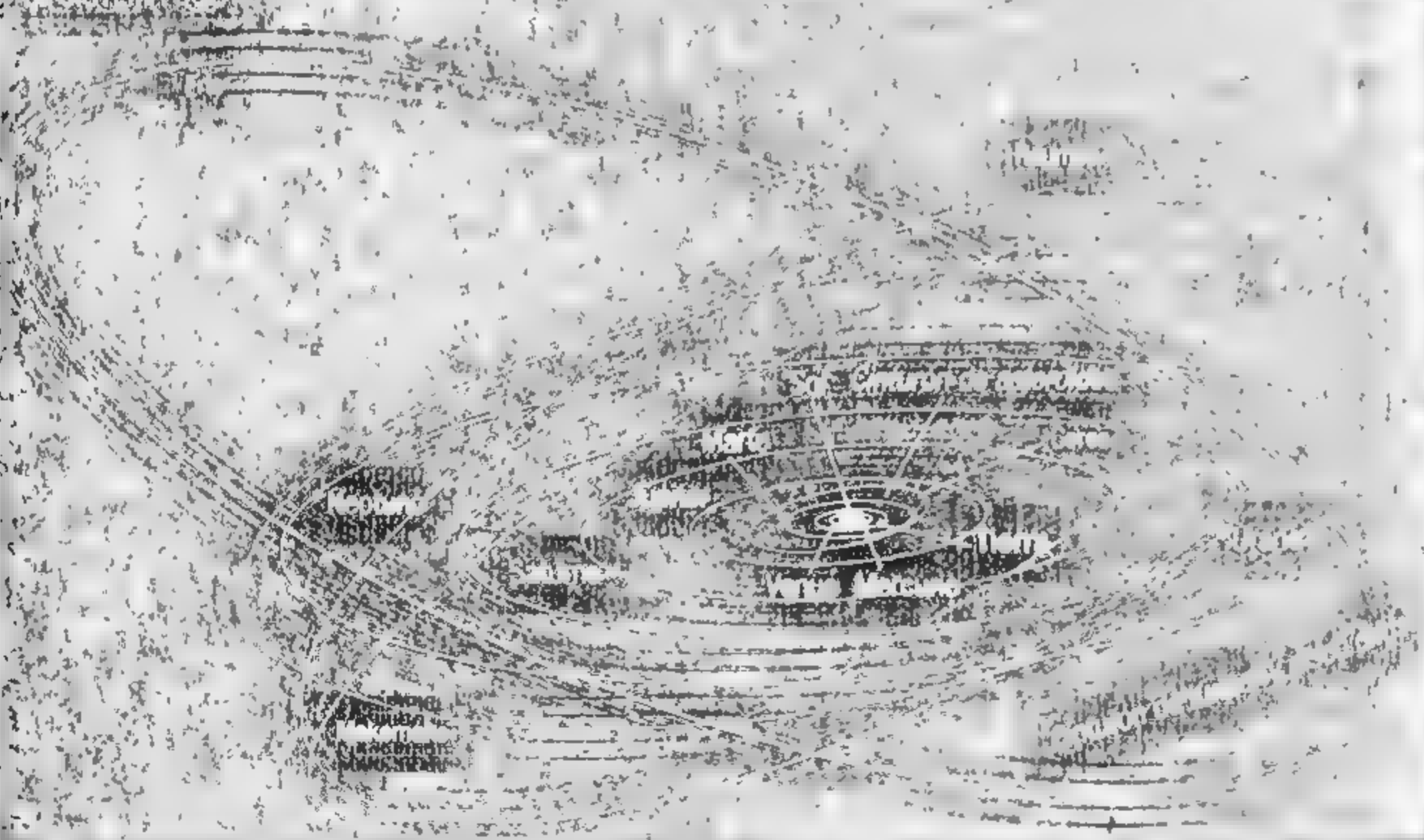
al Sol es Próxima Centauri y se encuentra, en realidad, a unos 40 billones de kilómetros. En nuestro modelo a escala la representaremos como una cereza (es más pequeña que nuestro Sol y ni tan siquiera es visible a simple vista), que deberemos situar a ¡2 650 km de distancia! Alrededor de ella, a tan solo medio metro, orbita un planeta recién descubierto del tamaño de un grano de sal fina. Utilizar un mapa y localizar alguna ciudad a esa

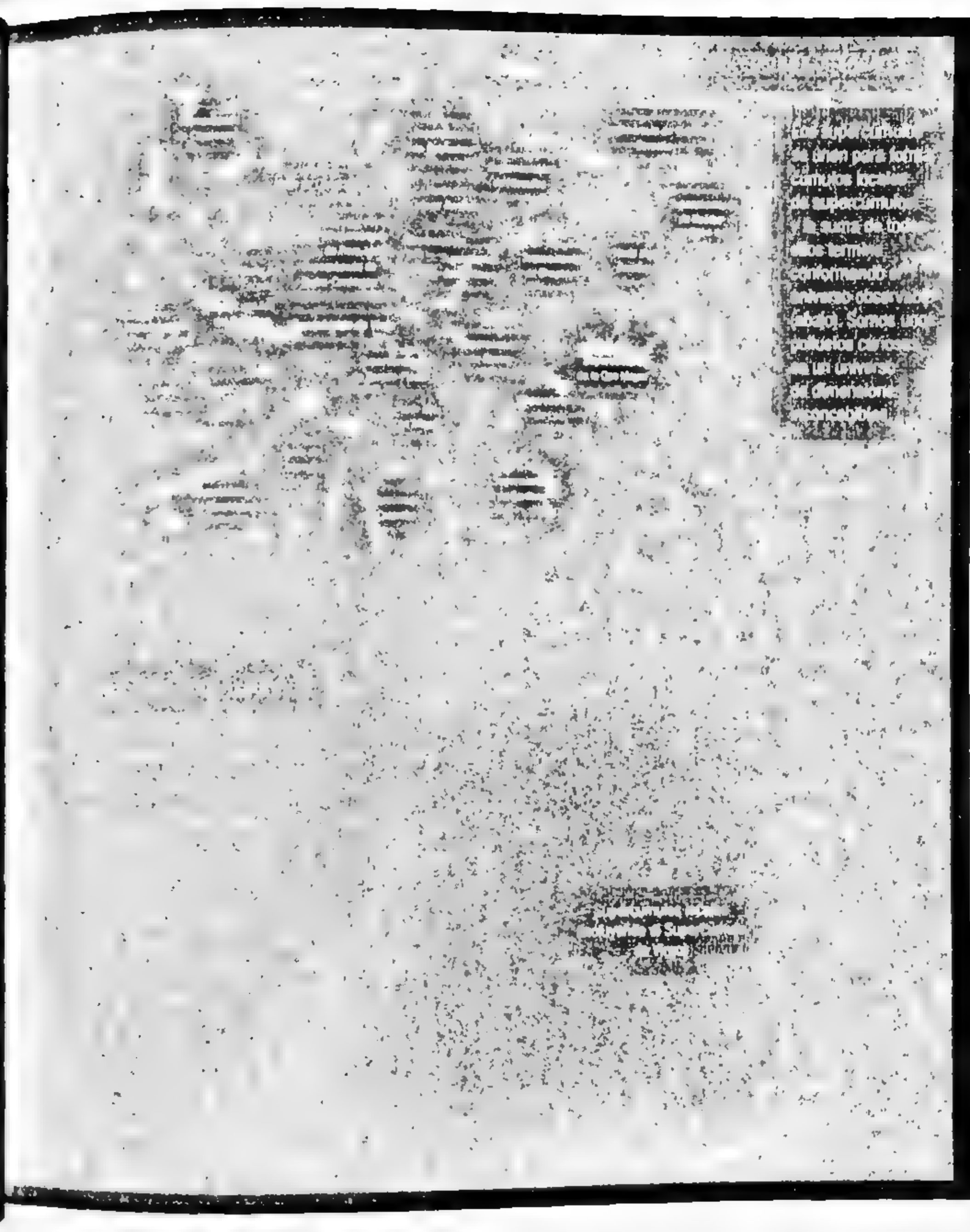
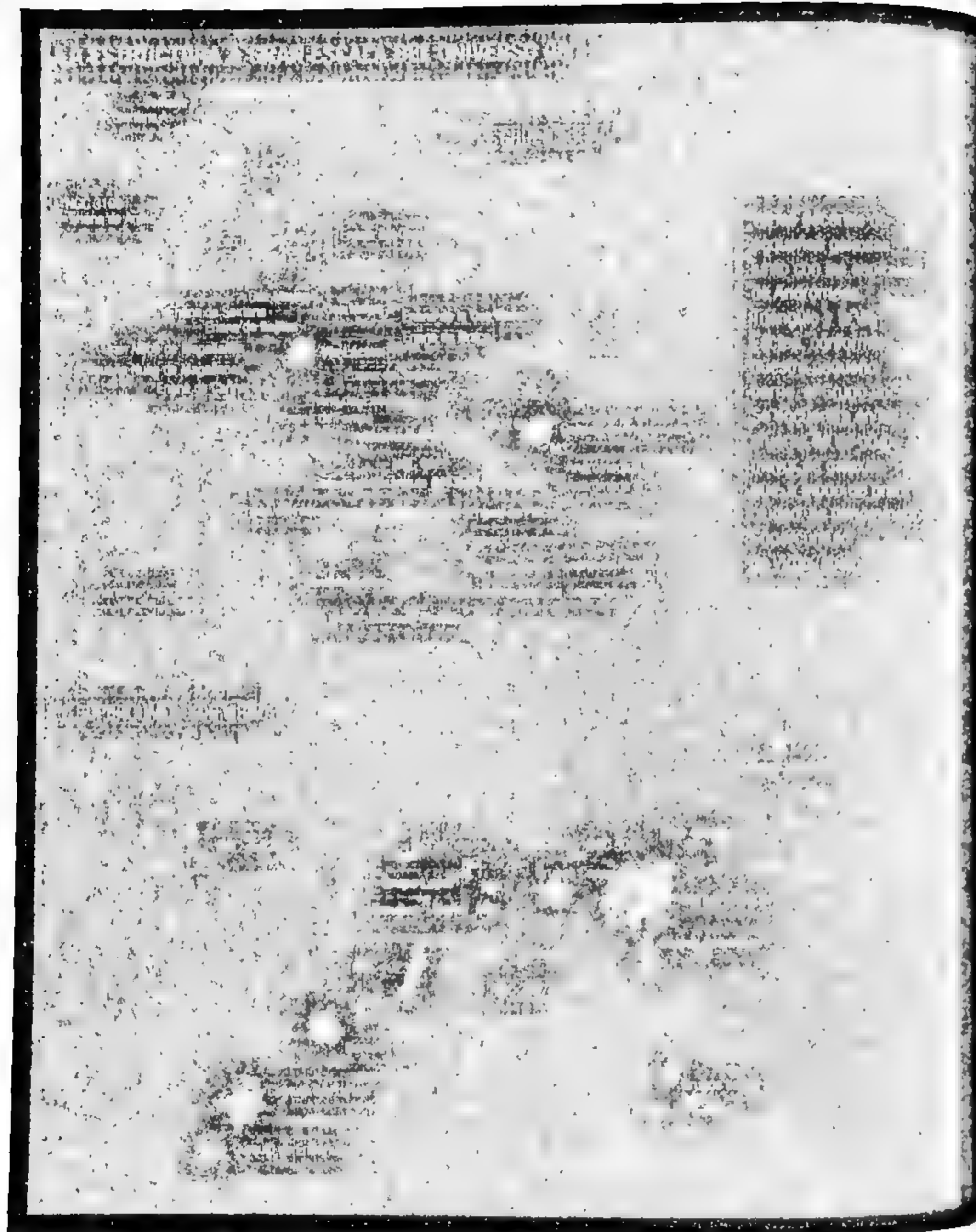
ESTRUCTURA A GRAN ESCALA DEL UNIVERSO

Al igual que un pueblo en su niño no se conciencia del parque, barrio, ciudad o país en los que habita dentro su patria en el árbol, nuestro conocimiento del lugar que ocupamos en el cosmos ha ido desarrollándose a la par que la astronomía. Nuestra rama, el sistema solar, estuvo siempre parcialmente a nuestra vista y lo supimos interpretar. Pero para entender la distribución y las distancias incluso a las estrellas más próximas fue necesario el uso del telescopio. Hace apenas un par de décadas que se confirmó la existencia de exoplanetas girando en torno a gran parte de las estrellas del cosmos. Por ello la primera visión imaginaria que podemos tener es la de miles de millones de sistemas planetarios distribuidos por los brazos de la galaxia en la que nos encontramos, la Vía Láctea, aunque separados por distancias realmente astronómicas.



ESTRUCTURA A GRAN ESCALA DEL UNIVERSO





distancia puede resultar de ayuda para terminar de visualizarlo mejor. La diferencia con los 10 m que nos separan de nuestro Sol es sorprendente, y aún más si tenemos en cuenta que esa estrella es la más cercana después del Sol.

Volvamos a encoger una vez más todo el universo haciéndolo aún cien veces menor. Introduzcamos una nueva escala para las distancias entre las estrellas, haciendo todo (menos nosotros mismos) un billón y medio de veces menor que la realidad. Las estrellas más grandes del universo (muy excepcionales) miden ahora alrededor de 1 m, y las más pequeñas (más abundantes) 0,1 mm. Nuestro Sol, una estrella muy normalita, medirá algo menos de 1 mm. La gran mayoría de las estrellas, como la nuestra, serán del tamaño de granos de azúcar con grandes espacios vacíos entre ellas. En una galaxia como esta en la que habitamos, con cien mil millones de estrellas, la distancia media entre estrellas, a esta escala, será de unos 25 km. Y entre galaxias, el número de estrellas es despreciable. Así que el universo está, básicamente, vacío (al menos, de materia tal como la conocemos).

Sabemos que la Vía Láctea ha ido aumentando de tamaño a lo largo de la historia del universo gracias a un mecanismo habitual que algunos llaman *canibalismo galáctico*, donde las galaxias grandes «se comen» a las pequeñas. Se trata en realidad de un equilibrio gravitatorio donde la unión hace la fuerza. Aún podemos distinguir cómo la galaxia enana de Sagitario se está integrando con la Vía Láctea, pero, en un futuro lejano, será muy difícil diferenciar ambos sistemas estelares. Como si se tratase de una cucharada de cacao que acaba de entrar en el vaso de leche, aún es posible distinguir ambos elementos, pero tras unos giros de cuchara, todo pasará a ser una mezcla indistinguible. Está aceptado que este proceso fue frecuente en el pasado, y que las grandes galaxias se forman por *acreción* de otras menores. Tarde o temprano las galaxias vecinas chocan por efecto de la gravedad. Un evento de mayor calibre como este ocurrirá entre la Vía Láctea y Andrómeda, nuestra vecina espiral; según algunas estimaciones, dentro de unos cuatro mil millones de años, poco antes del cese de la fusión nuclear en el Sol. Puede parecer un choque de titanes, pero las distancias entre estrellas hacen que

su probabilidad de colisión entre ellas y otros astros sea prácticamente nula. Las galaxias se verán deformadas por los efectos gravitatorios mutuos, y nuevas estrellas surgirán de la compresión de sus nubes moleculares, pero en lo que a las estrellas se refiere, ambas galaxias se entrelazarán como si de fantasmas se tratase, sin colisiones físicas entre sus miles de millones de cuerpos estelares.

En comparación con las distancias entre estrellas, los espacios entre galaxias no resultan tan sorprendentes.

Si imaginamos la Vía Láctea y Andrómeda representadas por dos platos, estos distarían tan solo unos pocos metros. En término medio, las galaxias están algo más separadas, aunque se agrupan formando cúmulos de galaxias y dejando amplias regiones del espacio prácticamente vacías. Por finalizar con una representación global del universo observable, podemos tratar de visualizar cien mil millones de platos con separaciones de una decena de metros entre sí y de diversos tamaños distribuidos no de forma homogénea, sino agrupados en una estructura filamentosa similar a la de una esponja, con grandes espacios vacíos. Ese es el universo objeto de nuestro estudio.

¿Cómo llegar a saber la composición química, temperatura, edad, historia de formación, distancia, velocidad... de todo lo que hay en el universo con estas descomunales distancias?

Es mucho mejor comprender el universo tal como es realmente, en vez de persistir en el engaño, por muy satisfactorio y tranquilizador que pueda ser.

CARL SAGAN

La luz, mensajera del universo

Ya sea como partícula o como onda, analizar la luz es sin duda la forma más rápida de enterarnos de todo lo que sucede en el cosmos, independientemente de su color. Conocer algunas características y su naturaleza nos ayudará a entender nuestra percepción del universo y a saber cómo sacarle el máximo partido a la información que porta.

Al igual que fuimos capaces de construir barcos que navegasen antes de conocer el principio de Arquímedes, el hombre fue capaz de construir un instrumento que le permitiera ver cosas lejanas desconociendo detalles importantes sobre la naturaleza de la luz. Nuestra historia comienza a finales del siglo XVI, cuando Juan Roget inventó la «lente espía», poco después rebautizada como «telescopio». Se abrió así una nueva ventana a un cosmos desconocido que tuvimos que aprender a interpretar. Hoy en día somos capaces de exprimir algo más de información de ese puñado de fotones, permitiéndonos determinar infinidad de detalles hasta hace poco impensables: qué son las estrellas, cuál es su fuente de energía, cuáles son las dimensiones del universo, su edad, de qué está hecho...

Llegar a entender cómo es posible conocer el universo a través de la luz nos obliga a repasar algunas de sus propiedades físicas fundamentales, así como su propia naturaleza, y algunas de las leyes por las que se rige y en las que nos apoyaremos en la búsqueda de respuestas.

La luz, para ser algo que nos rodea a diario, es mucho menos intuitiva de lo que podría parecer. Por un lado está su velocidad

en el vacío, constante universal y límite superior en nuestro universo. Nada puede ir más rápido que la luz. Esto hace que la percepción del universo por nuestra mente clásica resulte una experiencia inicialmente desconcertante, ya que nos cuenta siempre su historia pasada, más antigua cuanto más lejos observamos. Por otro lado, está su naturaleza dual. Según el experimento que se realice, la luz se comporta como una onda electromagnética o como una partícula ¡sin masa!, el fotón. Es ambas cosas simultáneamente, pero solo muestra una de sus caras cada vez. Nuestra experiencia diaria tampoco nos ayuda a entender esta *dualidad onda-corpúsculo* apoyada por la mecánica cuántica. Y por si fuera poco, existen distintos tipos de luz: la visible y la invisible, aunque todas pueden explicarse por las mismas leyes físicas, y son parte de una misma cosa que denominamos *espectro electromagnético*. En definitiva, nuestra mensajera del universo tiene más secretos de lo que podríamos esperar en un principio.

NUESTRA CONCEPCIÓN DEL COSMOS

La luz es nuestra fuente de información principal sobre el mundo que nos rodea. En la vida cotidiana recibimos información sensorial de nuestro entorno como algo inmediato. Inconscientemente, creemos que todo ocurre de forma instantánea. Y es casi cierto, pues lo que vemos a nuestro alrededor está tan cerca que, en nuestra escala temporal, podemos considerarlo instantáneo. Cuando, por ejemplo, vemos llover, un pájaro volando, o leemos este libro, la luz ha tardado una fracción tan pequeña de tiempo en llegar hasta nosotros que resulta imperceptible para nuestros sentidos. Sin embargo, cuando observamos una puesta de sol creemos que está ocurriendo en ese momento, que el Sol está en esa posición en la que lo vemos. Cuesta creer que la luz que estamos percibiendo salió hace más de ocho minutos del astro rey, y que este, realmente, se encuentra ya bajo el horizonte. Por eso no fue sencillo determinar si la velocidad de la luz es infinita (instantánea) o si se desplaza a una velocidad finita. Y esto es así porque la luz es tremendamente rápida para nuestros sentidos.

Seguramente pocas constantes universales han tirado por tierra nuestra imagen del universo como la velocidad de la luz. No en vano, es la base fundamental de la *teoría de la relatividad*, que viene a decirnos que las longitudes (el espacio) y los intervalos temporales (el tiempo) no son absolutos, sino que dependen de nuestro movimiento. De una forma un poco más formal, esta teoría viene a significar que la longitud de un objeto en movimiento, o el instante en que algo sucede, a diferencia de lo que ocurre con nuestra percepción diaria, no son fijos e iguales para todos, y que diferentes observadores en movimiento relativo entre sí diferirán respecto a ellos.

Las comunicaciones son un ejemplo del día a día en el que la velocidad de la luz es fundamental. ¿Podrán ser más rápidas en un futuro? ¿Serán algún día instantáneas? Pues, lamentablemente, la respuesta debe ser negativa. Y no porque nuestra tecnología sea aún primitiva o los descubrimientos científicos apenas hayan comenzado, lo cual es cierto. Sencillamente es porque la velocidad de la luz, aunque muy rápida, es finita. Las comunicaciones vía satélite, a través de fibra óptica, por radio o utilizando el código morse con una linterna, emplean distintos tipos de luz (microondas, infrarroja, ondas de radio, luz visible...), pero todas ellas tienen en común que se desplazan a la máxima velocidad posible. La luz recorre casi 300 000 kilómetros en un segundo en el vacío. Y eso es una distancia enorme. Una posible forma de percibirlo es estimar los kilómetros que una persona recorrerá sobre el planeta a lo largo de su vida... Probablemente los que recorre la luz en unos pocos segundos.

A veces cuesta entender este efecto a gran escala. Para tratar de comprender mejor el retraso entre la emisión y recepción de un mensaje, podemos pensar en el sonido como forma de comunicación. Cuando conversamos con alguien, el movimiento de los labios y el sonido que llega a los oídos pueden ser considerados prácticamente simultáneos. Sin embargo, se verá chocar una enorme ola contra un acantilado antes de oír su potente estruendo, o de forma más notable, se percibirá el tiempo transcurrido entre el relámpago y el trueno. Aunque tanto la luz como el sonido dependen del medio en que se propaguen, se puede decir

que, en nuestra experiencia diaria, la luz es aproximadamente un millón de veces más rápida que el sonido. La luz recorre una distancia equivalente a dar siete vueltas y media a la Tierra en un segundo.

La velocidad de la luz es enorme, pero es que las distancias en el universo son realmente «astronómicas». La Luna está, en promedio, a unos 384 000 km. Esto significa que la luz tarda poco más de un segundo en recorrer esta distancia. Esto quedó claro para todo el mundo el 21 de julio de 1969, cuando Neil Armstrong se convirtió en el primer hombre que puso el pie en la Luna. Tras cada pregunta realizada desde el Centro de Control de Houston, debían pasar casi tres segundos para tener una respuesta aun cuando los astronautas respondían inmediatamente.

El Sol, la estrella más cercana (y con diferencia), se encuentra a una distancia casi 400 veces mayor que la Luna (a unos 150 millones de kilómetros), por lo que la luz de su superficie tarda unos 500 segundos en llegar hasta nosotros.

Por su parte, la siguiente estrella más cercana (Próxima Centauri) se encuentra a unos 40 billones de kilómetros. Si explotase durante unos juegos olímpicos (cosa que no va a pasar, podemos estar tranquilos), no nos enteraríamos hasta después de los siguientes, ya que la luz de esta hipotética explosión no nos llegaría hasta pasados algo más de cuatro años. Y esto respecto a la estrella que se halla más cerca.

Pasemos ahora a una escala mayor. Consideremos las galaxias, los bloques fundamentales que conforman el universo. Una galaxia tiene varios cientos de miles de millones de estrellas separadas por enormes distancias. Andrómeda, el objeto astronómico más lejano del universo que podemos «intuir» a simple vista en un cielo privilegiado, es la galaxia espiral de nuestro barrio astronómico (el Grupo Local) más próxima. Se encuentra a una distancia de unos 24 trillones de kilómetros. Si mirásemos desde allí hacia la Vía Láctea (la galaxia en que nos encontramos) y pudiésemos ver lo que está ocurriendo en la Tierra, no observaríamos lo que contiene esta ahora, sino a los primeros homínidos en África hace 2,5 millones de años. De igual forma, nosotros solo veríamos cómo fue una hipotética civilización



La galaxia de Andrómeda, también conocida como M31, es el objeto más distante que podemos observar a simple vista en el universo. Compuesta por casi un billón de estrellas, cubre un área importante del cielo, con un diámetro aparente equivalente a 7 lunas, aunque a simple vista tan solo apreciamos el brillo de su núcleo. El puñado de fotones que podemos observar partió de la galaxia hace unos 2,5 millones de años. Pueden verse en la imagen, además, dos galaxias más del Grupo Local: M32, la mayor (debajo a la derecha), y M110 (a la izquierda del núcleo de M31). Cubriendo de forma bastante homogénea la imagen podemos apreciar más de 80 000 estrellas individuales, así como nubes de polvo y gas, de nuestra propia galaxia, la Vía Láctea, si bien tan solo dos o tres estrellas de todas estas son visibles sin la ayuda de un telescopio.

en la galaxia de Andrómeda hace esa misma cantidad de años. Y así podríamos seguir alejándonos más y más en el universo, retrocediendo a un pasado cada vez más lejano. Por todo esto, podemos afirmar que los telescopios son verdaderas máquinas del tiempo. Eso sí, máquinas que nos permiten ver siempre el pasado, nunca el futuro. Debido a que la luz se desplaza a una velocidad finita, y dado que esta nos aporta toda la información del universo, observar más lejos significa observar más atrás en el tiempo, y mirar cerca de los límites observables del universo significa acercarnos a su propio origen.

No deja de resultar paradójico cómo ha ido cambiando la imagen de nuestro lugar en el universo a lo largo de la historia. Tras un modelo *antropocéntrico*, donde el hombre era el centro del universo, pasamos a un modelo *geocéntrico* (la Tierra era el centro) y más tarde a otro *heliocéntrico* (lo era el Sol), para terminar dándonos cuenta de que ocupamos un pequeño planeta que gira en torno a una estrella vulgar entre cientos de miles de millones de estrellas que componen una de los cientos de miles de millones de galaxias que forman el cosmos. No obstante, si pensamos que la luz es nuestra fuente de información del universo y que este tiene una edad determinada, ello implica que cada uno de nosotros dispone de un universo observable esférico centrado en sí mismo. Cada punto del cosmos, cada uno de nosotros, es el centro de su propio universo, independientemente de dónde nos encontremos, pero todo ello sin necesidad de considerarnos en un lugar privilegiado. En todo caso, un espacio-tiempo singular, si bien singular para cualquier lugar del universo. Para llegar a este punto, hemos tenido que descubrir que la luz tiene una velocidad finita y determinar su valor. ¿Cómo ha sido posible?

Midiendo la velocidad de la luz

Realicemos el siguiente experimento imaginario. Tenemos dos relojes que podemos ver a cualquier distancia, los cuales sincronizamos. Ahora nos alejamos con uno de ellos y comparamos las horas que marcan. Si la velocidad de la luz fuese instantánea,

veríamos en ambos exactamente la misma hora, independientemente de la distancia a la que se encontrasen. Pero si no lo es, existirá una diferencia entre las horas marcadas por ambos relojes. De hecho, si la velocidad de la luz es finita, observaremos que el reloj que se aleja (da igual cuál de ellos) se retrasa respecto al otro, alcanzando el máximo retraso con la máxima distancia. De regreso, el reloj alejado aumentará su ritmo hasta coincidir de nuevo cuando ambos se encuentren. Esto es debido a que la imagen del reloj tarda en recorrer la distancia que nos separa de él. Pero seamos realistas: hace cuatro siglos no se disponía de relojes muy precisos. Sin embargo, una sucesión de descubrimientos permitió confirmar que la velocidad de la luz es finita, pudiéndose realizar una primera estimación de su valor. Se cuenta que Galileo fue uno de los primeros científicos que trató de determinar si la velocidad de la luz era finita o no. Trató de precisar su velocidad del mismo modo que lo hizo con la del sonido: contando las oscilaciones de un péndulo entre el fogonazo de un cañón y su estruendo, situado a una distancia conocida. Para ello propuso medir el retraso en los pulsos de luz, resultado de cubrir y descubrir faroles separados varios kilómetros. Concluyó que la luz, si no instantánea, debía desplazarse a una velocidad muy alta, imposible de determinar con los medios de aquel momento. Dado que la precisión en la medida del tiempo no era demasiado grande, estaba claro que se necesitarían grandes distancias para compensarlo.

A principios del siglo XVII, Galileo había descubierto satélites en torno a Júpiter. El más cercano al planeta, Ío, da una vuelta completa aproximadamente cada 42,5 horas, comportándose como una manecilla de reloj casi perfecta. Ya teníamos un reloj situado bien lejos de la Tierra: ¿sería suficiente distancia? Por aquel entonces Kepler ya había formulado sus leyes sobre el movimiento de los planetas y sus órbitas alrededor del Sol. Así, las distancias relativas de los mismos al Sol podían ser calculadas. En 1676, Ole Rømer observó las ocultaciones de Ío al entrar, o

La naturaleza decreta que no excedamos la velocidad de la luz. Todas las demás imposibilidades son opcionales.

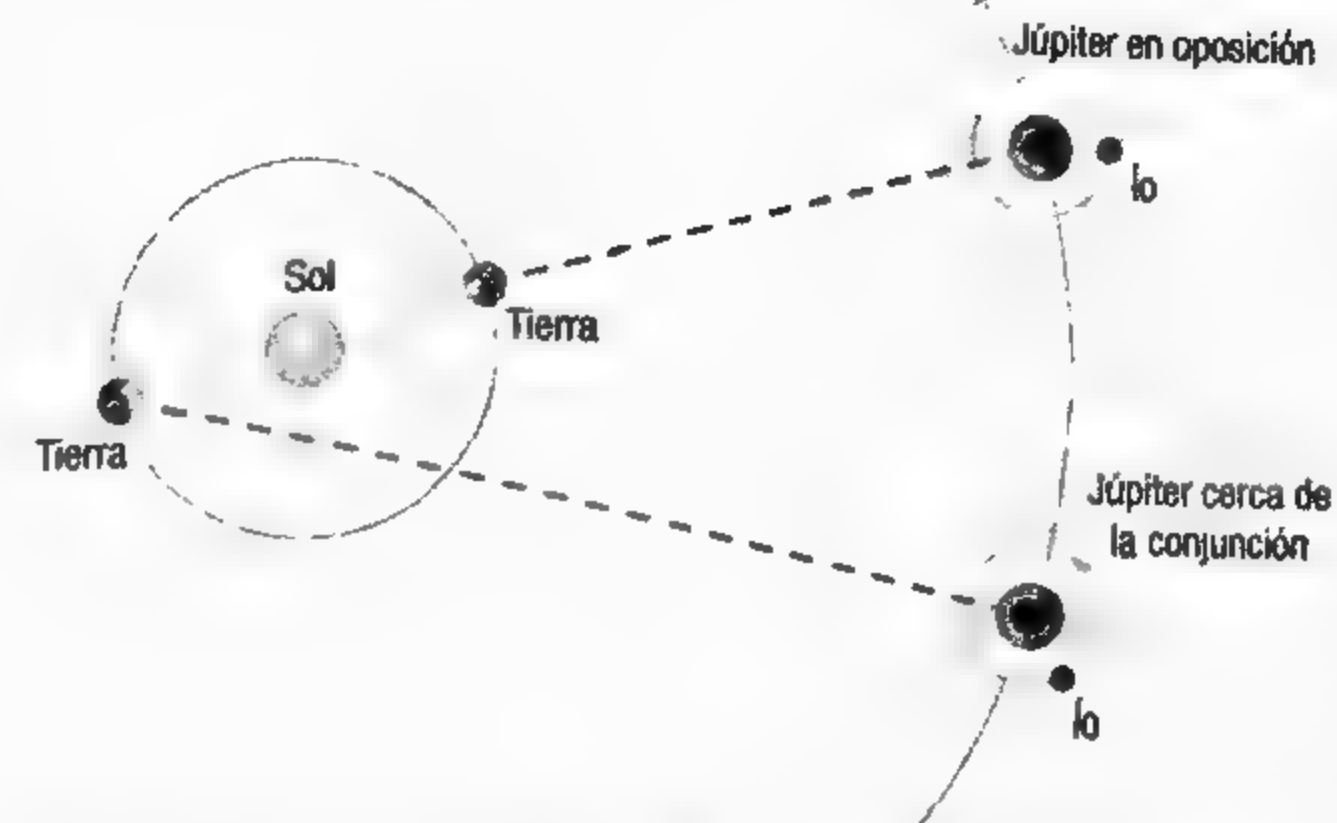
ROBERT BRAULT

al salir, de la sombra de Júpiter. Se percató de que el tiempo entre ocultaciones se dilataba, o contraía, dependiendo de si el planeta se alejaba o acercaba respecto a la Tierra (figura 1). Dedujo que esto era debido a que la luz tenía una velocidad finita. Calculó que tardaba unos 22 minutos en recorrer una distancia equivalente al diámetro de la órbita terrestre, cifra que tampoco era conocida de forma precisa (se estimaba en 140 millones de kilómetros, frente a los 150 millones de promedio aceptados actualmente), pero que sirvió a Christiaan Huygens para ser el primero en estimar un valor para la velocidad de la luz, de unos 220 000 km/s.

Unos cincuenta años más tarde, en 1728, James Bradley realizó una nueva estimación de la velocidad de la luz mediante la observación de la *aberración estelar*. Este efecto consiste en el desplazamiento aparente de las estrellas debido al movimiento de la Tierra alrededor del Sol. Bradley observó una estrella en la constelación del Dragón, encontrando que su posición variaba a lo largo del año. A diferencia de la *paralaje* (desviación angular que depende de la distancia a cada estrella), todas las posiciones de las estrellas son afectadas por igual por la aberración estelar. Tratando de ser breves, utilizaremos una analogía para entender el efecto de la aberración estelar: cuando llueve sin viento, la lluvia cae verticalmente sobre nosotros, pero si corremos en cualquier dirección, parecerá formar un ángulo con la vertical, mojándonos frontalmente. Bradley midió este ángulo para la luz de las estrellas y, conociendo la velocidad de la Tierra alrededor del Sol, encontró un valor para la velocidad de la luz de ¡301 000 km/s!

Hubo que esperar aún más de un siglo para realizar una medida directa del valor de la velocidad de la luz en un laboratorio. En 1849, Hippolyte Fizeau diseñó un ingenioso experimento en el que utilizó una rueda dentada, varias lentes y espejos y un foco de luz. El experimento consistió en hacer reflejar un pulso de luz en un espejo situado a más de 8 km y medir lo que tardaba en ir y volver. Para generar el pulso de luz y medir el tiempo necesario entre ida y vuelta, empleó la rueda dentada. La luz debía pasar por el espacio entre dientes de la rueda, recorrer toda la distancia, reflejarse y volver, mientras la rueda había girado un

FIG. 1



Remer fue el primero en determinar que la luz tiene una velocidad finita observando las ocultaciones de Io detrás de Júpiter. El satélite galileano más próximo al planeta se comporta como una manecilla de reloj astronómica, girando a un ritmo constante. Sin embargo, al ser comparado el instante de su ocultación durante la conjunción y la oposición de Júpiter, se aprecia un retraso en las ocultaciones de más de 16 minutos debido a los 300 millones de kilómetros adicionales que se interponen entre ambos planetas. Oposición implica tener al Sol, la Tierra y Júpiter alineados. En el caso cercano a la conjunción, el Sol está entre la Tierra y Júpiter, estando la Tierra unos 300 millones de kilómetros más lejos que en la oposición.

cierto ángulo. Haciendo girar la rueda suficientemente rápido, consiguió que los dientes bloqueasen totalmente la luz reflejada. Sabiendo el número de dientes y la velocidad de giro de la rueda, Fizeau midió por primera vez un valor de 315 000 km/s para la velocidad de la luz. Poco después, Léon Foucault, famoso también por demostrar la rotación de la Tierra a través del péndulo que lleva su nombre, realizó un experimento para medir la velocidad de la luz donde básicamente sustituía la rueda dentada por espejos en rotación. Su descubrimiento más importante, además de medir la velocidad de la luz en el aire, fue medirla también en el agua, demostrando que esta última era menor que la primera. Este experimento fue mejorado posteriormente por Albert Michelson, quién consiguió un valor de 299 781 km/s.

Actualmente, conocemos con gran precisión la velocidad de la luz. En el vacío es, por definición, una constante universal de valor 299 792 458 m/s y que designamos con la letra *c*. Nos equivocaremos por una fracción despreciable si la aproximamos a los conocidos 300 000 km/s. Esa condición de constante universal le confiere la propiedad de poder ser utilizada como unidad de distancia. De hecho, desde 1983, el Sistema Internacional de Unidades definió el metro como una unidad derivada de esta constante. En divulgación astronómica suelen utilizarse las unidades de distancia *segundos-luz*, *minutos-luz* y, sobre todo, *años-luz* para referirnos a las distancias recorridas, a la velocidad de la luz en tales lapsos de tiempo.

Haciendo un paralelismo espacial y temporal, los fotones más lejanos que podemos ver del cosmos a simple vista se corresponden, como mucho, con el periodo que va desde el desarrollo de los homínidos hasta el momento actual. Veamos por qué. Entre los objetos visibles a simple vista que conformarían el universo destacarían la Luna y el Sol. Los fotones del Sol reflejados en la Luna nos permiten verla tras poco más de un segundo, un parpadeo de ojos cansados, mientras que la luz del Sol tarda, inevitablemente, unos 500 segundos en llegarnos desde su superficie, tiempo suficiente para hervir una pasta al dente. Los fotones provenientes de los planetas emplean entre dos minutos y medio y una hora y media en llegar a nuestros ojos, dependiendo de su posición relativa a la Tierra. No da tiempo de ver un partido de fútbol entero. Sin embargo, la estrella más próxima visible a simple vista, Alfa Centauri, se encuentra a 4,3 años-luz, poco más que el tiempo que transcurre entre dos mundiales de fútbol consecutivos.

Aunque algunas de las estrellas que vemos emitieron esa luz que recibimos ahora en algún momento a lo largo de nuestra vida, la gran mayoría de estrellas visibles están algo más lejos, si bien lo suficientemente cerca como para que acaeciera en época de civilizaciones pasadas, hace unos pocos miles de años. Más allá, no podemos ver estrellas individuales, pero sí la suma de luz de millones de estrellas que unen esfuerzos para hacerse ver desde las galaxias.

De la Pequeña Nube de Magallanes estamos recibiendo la luz que partió hace unos 200 000 años, tiempo próximo a los orígenes de nuestra especie como *Homo sapiens*. Por su parte, los fotones provenientes de la galaxia de Andrómeda, el objeto más lejano que podemos intuir a simple vista, partieron hace 2,5 millones de años (ni un 0,02% de la edad total del universo), cuando se iniciaba la era del Pleistoceno en la Tierra. Y hasta ahí podemos ver utilizando simplemente nuestros ojos. Este fue todo nuestro universo hasta la llegada del telescopio.

ESPIANDO EL UNIVERSO

El telescopio es uno de los inventos más revolucionarios en la historia de la humanidad. Creado posiblemente en 1590 por Roger como la «lente espía», fue popularizado como instrumento astronómico por Galileo a partir de 1609. Desde entonces, nuestra limitada imagen del universo no ha dejado de crecer y evolucionar con cada desarrollo instrumental.

Un telescopio es, básicamente, un colector de fotones, de luz. Cuando una estrella brilla, emite luz en todas las direcciones. Si la miramos, solo la pequeña fracción de luz que pasa por nuestras pupilas es detectada e interpretada por nuestro cerebro. La luz que cae sobre nuestro rostro o cuerpo, o que envuelve todo el paisaje de nuestro alrededor, no es recogida por nuestro ojo y es información que perdemos. Podemos pensar en los fotones como si de gotas de lluvia se tratase: si se quiere recoger agua, es mejor utilizar un embudo grande que uno pequeño. Los telescopios son fundamentalmente instrumentos sencillos formados por sistemas de lentes o espejos (o una combinación de ambos) en los que se concentra la luz que recibimos de los objetos del cosmos. Así pues, el parámetro más importante de un telescopio es el diámetro de su primera lente o del espejo principal, que se denomina *apertura*. Debemos tener en cuenta que el área colectora aumentará con el cuadrado de su diámetro. Un telescopio con el doble de diámetro recogerá cuatro veces más luz, y uno diez veces mayor será un centenar de veces más eficiente.

Nuestro órgano de visión está limitado por la pupila, de un tamaño aproximado de unos 6 mm, por lo que un telescopio de 6 m de diámetro recogerá un millón de veces más luz. Hoy en día, los mayores telescopios del mundo miden alrededor de 10 m de diámetro, y ya están previstos telescopios de entre 30 y 40 m, que se espera que estén funcionando en algo más de una década. Un mayor diámetro permitirá recoger más luz y, por tanto, ver objetos más débiles y/o más lejanos, así como distinguir detalles cada vez más finos.

Los fenómenos ópticos en los que se basa el telescopio

Para entender cómo funciona un telescopio debemos conocer dos fenómenos ópticos básicos: la *refracción* y la *reflexión*. Siguiendo el orden cronológico de la historia de estos instrumentos, comenzaremos por la refracción.

Entendemos por un *medio transparente* aquel que permite el paso de la luz a través de su masa, ya sea gaseoso como el aire, líquido como el agua o sólido como el diamante. En la refracción, lo que se observa es un cambio de dirección en los rayos de luz al pasar de un medio transparente a otro debido al cambio de la velocidad de la luz en cada uno de ellos. Esto podemos compararlo a cuando corremos por la playa y nos adentramos en el mar. Nuestro cuerpo se ve frenado por la mayor resistencia del agua respecto a la del aire. La luz, al cambiar de medio, varía su velocidad en función de las propiedades eléctricas y magnéticas de cada uno.

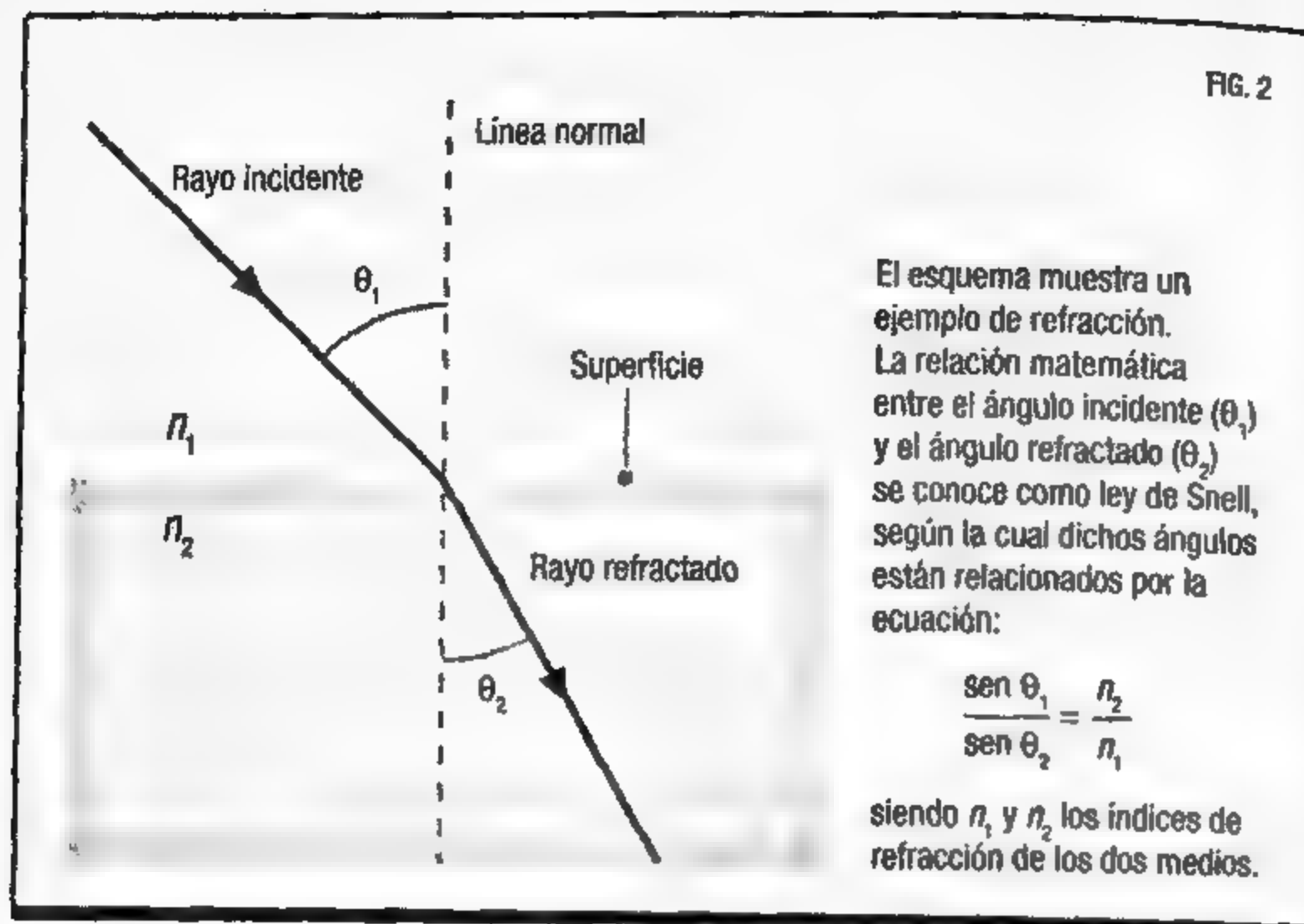
Para tratar de visualizar mejor qué es la refracción, pensemos en un ejemplo práctico, como puede ser un vaso con agua. Tenemos dos medios, el aire y el agua, separados por una superficie entre ambos. Un rayo de luz que incida con un cierto ángulo respecto de la vertical se verá desviado al atravesar la superficie que los separa. Una cuchara parcialmente introducida en el agua aparentará haberse quebrado.

Para saber cómo se comporta cada medio y caracterizarlo, se define un *índice de refracción*, directamente relacionado con la velocidad de la luz en el mismo. Este resulta de dividir la

velocidad de la luz en el vacío entre la velocidad de la luz en dicho medio. La velocidad de la luz en el aire es un poco menor que la del vacío, unos 299 705 543 m/s, por lo que su índice de refracción es 1,0004. En el agua, la luz pierde bastante velocidad, viajando a tres cuartas partes de la que presenta en el vacío, siendo su índice de refracción por tanto 1,333. Y por poner un ejemplo más extremo, la luz se desplaza bastante más lenta en el interior de un diamante, a menos de la mitad de su velocidad en el vacío, siendo su índice de refracción 2,417. En cualquier medio, la luz se desplaza más lentamente que en el vacío. La velocidad de la luz en el vacío es el límite máximo al que esta puede viajar.

El fenómeno de la refracción se rige por la *ley de Snell*, que nos permite saber cuánto se desvía cada rayo incidente al cambiar de medio. Un rayo que incida perpendicular a la superficie seguirá en línea recta, variando su velocidad de forma instantánea desde la misma. Cabe decir que la luz no acelera hasta alcanzar su extraordinaria velocidad, sino que parte con ella, constante para cada medio. Al cambiar de medio, instantáneamente variará su velocidad en función de las características del nuevo. Sin embargo, si el rayo de luz que incide en la superficie lo hace con un ángulo determinado (usaremos de referencia el eje perpendicular a la superficie para medirlo), este verá alterada su dirección en función de la velocidad de la luz en el siguiente medio o, lo que es lo mismo, en relación con los índices de refracción de cada medio (figura 2).

Con unas sencillas leyes ópticas somos capaces de diseñar lentes capaces de dirigir la luz a nuestra voluntad. Las lentes (cuyo nombre proviene del latín *lens*, *lentis*, «lenteja», por similitud de forma) son conocidas desde la antigüedad, si bien solo de forma práctica. Existen distintos tipos de lentes en función de las formas que tengan sus superficies, que pueden ser *cóncavas*, *planas* o *convexas*. Así, una típica lente con forma de lenteja, como por ejemplo una lupa, se denominará biconvexa, y una similar a un plato, cóncavo-convexa. La forma de cada lente depende de su propósito, según queramos concentrar los rayos tras ella o, por el contrario, desviarlos hacia fuera.



Los primeros telescopios estaban formados por dos lentes, una anterior, denominada *objetivo*, y otra posterior, denominada *ocular*, y se les llama *refractores* porque la luz es refractada (desviada) por sus lentes. El secreto de un telescopio consiste en recoger toda la luz posible con una primera lente, para luego desviar los rayos incidentes hasta hacerlos converger en un punto llamado *foco*, tal como haría un embudo en el caso de la lluvia. Otra lente, el ocular, volverá a desviar los rayos convenientemente de forma que nuestro ojo pueda hacer una imagen del objeto lejano, pero concentrando toda la luz recogida por la primera lente. Además, la relación entre los ángulos de los rayos al entrar por el objetivo y al salir por el ocular nos dará una sensación de ampliación de la imagen, lo que entendemos por *aumentos*.

Utilicemos una lupa, lente biconvexa, para entender lo que es el foco. Situándola perpendicularmente al Sol y colocando tras ella una hoja de papel, podemos ver cómo, a una distancia determinada tras la lupa, los rayos solares convergen, concentrándose en un pequeño círculo. Acercando o alejando el papel, el círculo iluminado varía. Cuando este círculo sea lo más pequeño posible, ahí tendremos el foco de la lupa, donde se alcanzará una

temperatura muy elevada, que puede quemarnos si no tenemos cuidado (como puede ocurrirles a nuestros ojos, con consecuencias fatales para la vista, por el mero hecho de intentar observar el Sol directamente). El efecto en la lupa se debe a que todos los rayos de luz que llegan hasta la superficie de ella están siendo desviados y dirigidos a este punto, el foco. Cuando tenemos miopía, por ejemplo, la forma de nuestro cristalino, nuestra lente en el ojo, no es la adecuada para que el foco coincida con nuestra retina, y por ello vemos de modo «desenfocado». En condiciones apropiadas de iluminación (una habitación oscura y observando a través de la ventana, por ejemplo) podemos obtener una imagen del exterior sobre el papel colocando la lupa a una distancia similar, aunque veremos que esta aparece invertida. Para que la imagen de un objeto pueda ser interpretada por nuestro ojo, necesitamos reenfocar la luz en este último, lo cual realizamos con una lente adicional, el ocular.

Respecto a los aumentos, es curioso que sea lo primero que se pregunta sobre un telescopio, y sin embargo no dice mucho, por no decir nada, del mismo. Entendemos por aumento lo grande que se verá una imagen respecto del original. Esto está directamente relacionado con los ángulos aparentes con que vemos las cosas. Algo al doble de distancia se verá a la mitad de su tamaño. El ángulo que abarca desde nuestro punto de vista será en un caso la mitad que en el otro. Así pues los aumentos hacen referencia a cuántas veces podemos aumentar ese ángulo con que apreciamos las cosas. Un sistema óptico de diez aumentos nos hará verlas como si estuvieran diez veces más cerca de nosotros. Sabemos que con las lentes podemos redirigir los rayos a nuestro gusto, de forma que si combinamos dos lentes de forma apropiada podemos conseguir los aumentos que queramos en un telescopio. En el caso de estos, por consideraciones geométricas, basta realizar el cociente entre la focal del objetivo y la del ocular. De forma práctica, si tenemos un telescopio cuya primera lente tiene una focal de 900 mm, y colocamos un ocular de 10 mm de focal, los aumentos finales serán $\times 90$ ($900/10$). Un ocular de 20 mm, sin embargo, ofrecerá 45 aumentos. Podemos obtener los aumentos que deseemos sin más que variar la focal

del ocular. Eso sí, más aumentos resultarán en una imagen cada vez más borrosa. Y más aumentos no significará que veamos más ni mejor, necesariamente.

Por otra parte, un telescopio tan sencillo como un refractor formado por tan solo dos lentes simples no dará, en general, imá-

genes de buena calidad, sino que, por el contrario, sufrirá de una serie de problemas ópticos, como por ejemplo, *aberración cromática*. Esta es debida a que la velocidad de la luz no es igual para todos los colores al cambiar de medio. Los rayos de luz roja, amarilla o azul, por ejemplo, se desplazarán a igual velocidad en el vacío, pero no en cualquier otro medio. Así pues, para igual ángulo de incidencia, los distintos colores se verán desviados con distintos ángulos de refrac-

ción, convergiendo sus rayos en distintos puntos focales según su color. Para salvar estos problemas, los objetivos actuales (de cámaras fotográficas, móviles o dispositivos de imagen en general) están dotados de lentes acromáticas, o de dos o más lentes que tratan de compensar este efecto.

La variación de la velocidad de la luz en cada medio transparente, según los distintos colores de la luz, parece un gran problema. Desde luego, no es una ventaja para los telescopios refractores, pero, curiosamente, este fenómeno nos ayudará a entender mucho mejor el universo. Este efecto es el responsable de que se formen, por ejemplo, arcoíris al llover mientras luce el Sol. Una gota es una esfera de agua, un medio transparente, en el que la luz blanca del Sol (compuesta por todos los colores) va a incidir refractándose con ángulos ligeramente distintos para cada color tanto al entrar como al salir de la gota. Esto hace que la luz blanca se descomponga en todos los colores del arcoíris. Si imaginamos una línea recta que pasa por el Sol y por nosotros mismos, según la ley de Snell, cada color del arcoíris formará siempre un mismo ángulo respecto de ella. De hecho, un arcoíris

es circular, pero al no poderse ver las gotas bajo la tierra aparenta ser solo un arco. Cuando el Sol está alto en el cielo, el arcoíris aparece bajo en el horizonte, mientras que cuando vemos un arcoíris al amanecer o atardecer, está lo más alto posible en el cielo. Desde un avión, con las gotas de agua alrededor, es posible ver el arcoíris de forma circular en torno a la sombra de la nave. Este efecto de la dispersión de la luz, especialmente notable al hacer pasar la luz blanca por un prisma, resultará ser un fenómeno extremadamente útil para estudiar el universo.

Ya entendemos algo mejor qué son los telescopios, cuál es su finalidad y cómo funcionan. No obstante, queda claro que el problema del acromatismo dificulta la observación del universo. Si pudiésemos desviar la luz sin cambiar de medio, los diferentes colores mantendrían sus ángulos iguales. Al utilizar superficies perfectamente reflectantes, la luz incidente «rebotará», reflejándose con el mismo ángulo que incide. La solución, pues, viene de la mano de la reflexión, el segundo fenómeno óptico que veremos en relación con los telescopios. Esta es posiblemente más sencilla de entender que la refracción, puesto que el cambio de dirección de los rayos de luz ocurre en un mismo medio después de incidir sobre la superficie de un medio distinto. Se rige por dos principios o leyes sencillas de entender. El primero, que el rayo incidente, el reflejado y el eje perpendicular a la superficie en el punto de incidencia están en el mismo plano. Y el segundo, que el ángulo del rayo incidente y el de reflexión son iguales.

Llega así un segundo tipo de telescopios, denominados *reflectores*. Estos utilizan espejos para redirigir la luz en lugar de lentes, lo que tiene muchas ventajas. La primera es que evitamos la aberración cromática, como ya hemos visto. Además, las lentes deben tener ambas superficies y su interior libres de imperfecciones (tales como pequeñas burbujas o variaciones en sus propiedades físicas), mientras que en el caso de un espejo solo debemos preocuparnos de una superficie. Colocar lentes cada vez más grandes en una estructura, sujetándolas solo por el borde, que además es la parte más delgada, se hace poco a poco más complicado (y eso sin contar con su peso), mientras que los espejos pueden ser fácilmente sujetos e incluso deforma-

Para mi confirmación, no me regalaron un reloj o mis primeros pantalones largos, como a la mayoría de los chicos luteranos. Recibí un telescopio. Mi madre pensó que sería el mejor de los regalos.

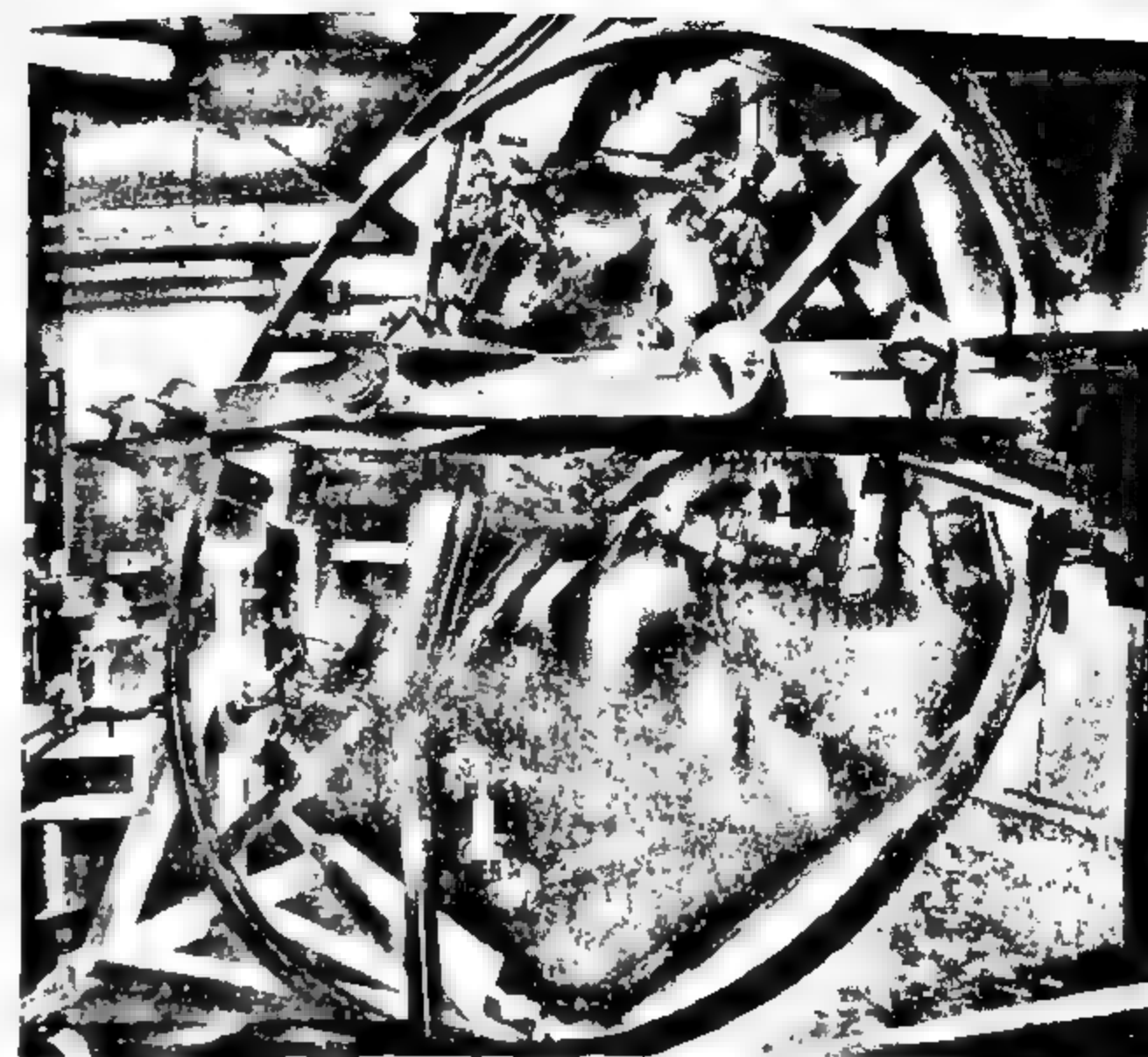
WERNHER VON BRAUN

dos intencionadamente para corregir efectos de torsión debido a las tensiones al apuntar hacia distintas direcciones de la bóveda celeste. Por otro lado, dado que los rayos de luz cambian de sentido con cada reflexión, el camino óptico va y viene en su recorrido óptico hasta el foco, de modo que la longitud total del telescopio reflector es menor.

En definitiva, construir espejos resulta mucho más sencillo y conveniente que construir lentes, por lo que los mayores telescopios refractores que se han construido apenas alcanzan un metro de diámetro. En cambio, los grandes espejos pueden ser fabricados con precisión, pudiendo alcanzar hoy en día poco más de 8 m de diámetro, si bien a costa de pesar varias decenas de toneladas. Hace unas décadas, los telescopios monolíticos (de una sola pieza) necesitaban ser muy robustos (gruesos y pesados) para evitar deformaciones de su superficie al apuntar a distintas posiciones del cielo y tener así las mejores imágenes posibles. Pero con el paso del tiempo se ha hecho posible actuar sobre diversos puntos de su anclaje (en la parte trasera del espejo) de forma que actualmente podemos deformarlos, ajustando su morfología al modelo de lo que sería su superficie ideal. Para ello ha sido necesario aligerar y reducir convenientemente el grosor de los espejos (véanse las imágenes de la página contigua).

Sin embargo, para alcanzar superficies realmente extraordinarias, los monumentales espejos se han tenido que fragmentar en piezas, normalmente hexagonales, que, a modo de panal de abejas, pueden cubrir virtualmente cualquier superficie. Hoy en día los mayores telescopios en el mundo están compuestos por decenas de segmentos hexagonales, y son capaces de recoger la misma luz que un telescopio circular de más de 10 m de diámetro, como es el caso del Gran Telescopio Canarias (GTC), situado en la isla de La Palma, Canarias, y que es el mayor del mundo en la actualidad (figura 3).

Durante la próxima década está prevista la construcción de telescopios de 30 y 40 m de diámetro con los que esperamos poder estudiar, entre otras cosas, atmósferas de exoplanetas y tal vez descubrir, por fin, vida en otros lugares del cosmos. Hoy en día, todos los grandes telescopios son de tipo reflector.



A la izquierda, imagen de la parte trasera de uno de los seis segmentos de repuesto del Gran Telescopio Canarias (GTC). Pueden apreciarse los sofisticados actuadores que permiten ajustar el espejo, una vez instalado en la estructura principal, en el eje vertical, inclinarlo o incluso deformarlo para ajustar su superficie a la forma ideal. Cada segmento mide casi 2 m entre sus vértices, tiene 8 cm de grosor y 470 kg de peso. Abajo, imagen del GTC en la que se aprecian los 36 segmentos hexagonales que conforman su espejo primario. En primer plano destaca el soporte del espejo secundario, realizado en berilio, que puede apreciarse reflejado en el espejo primario.

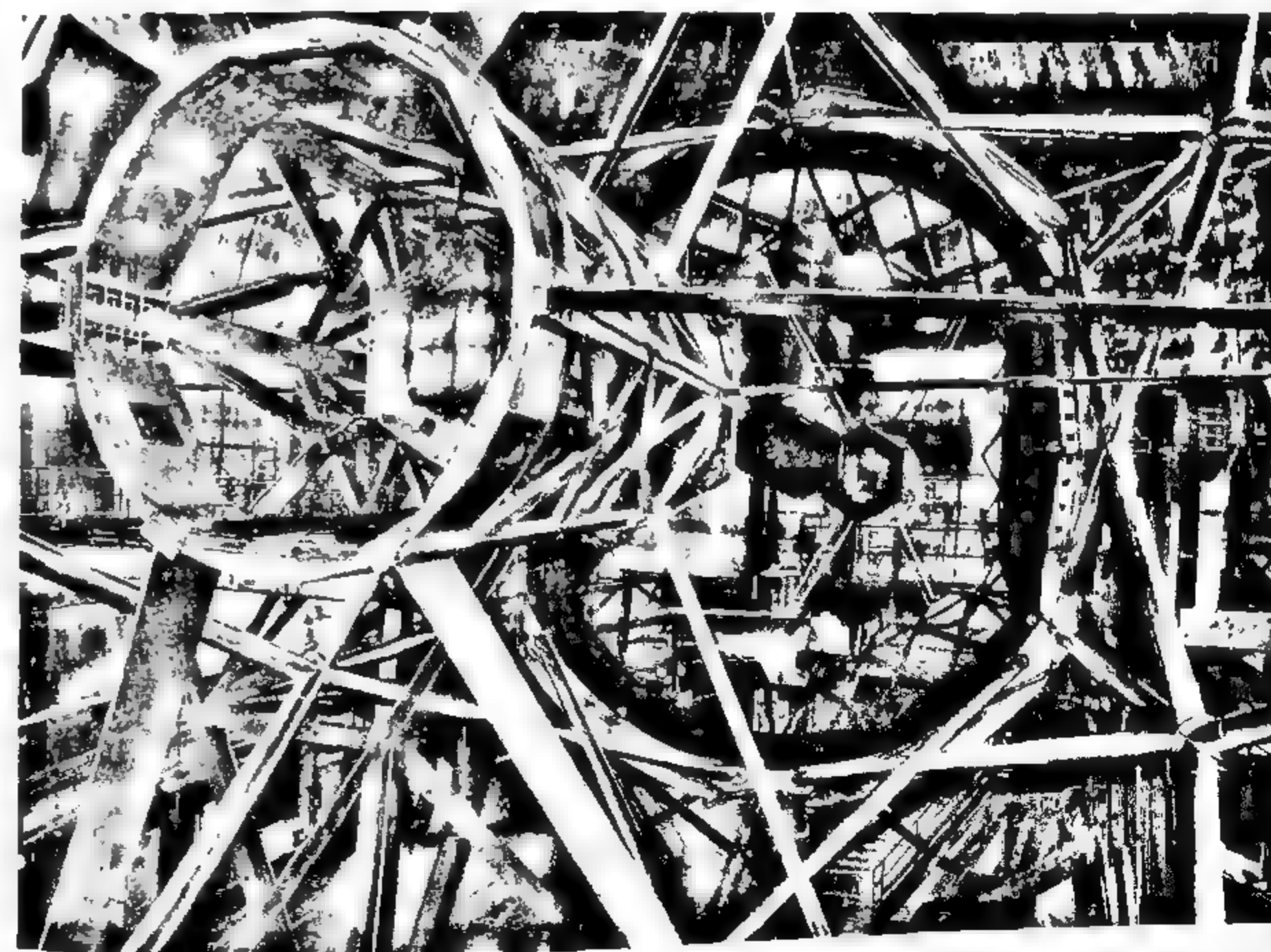
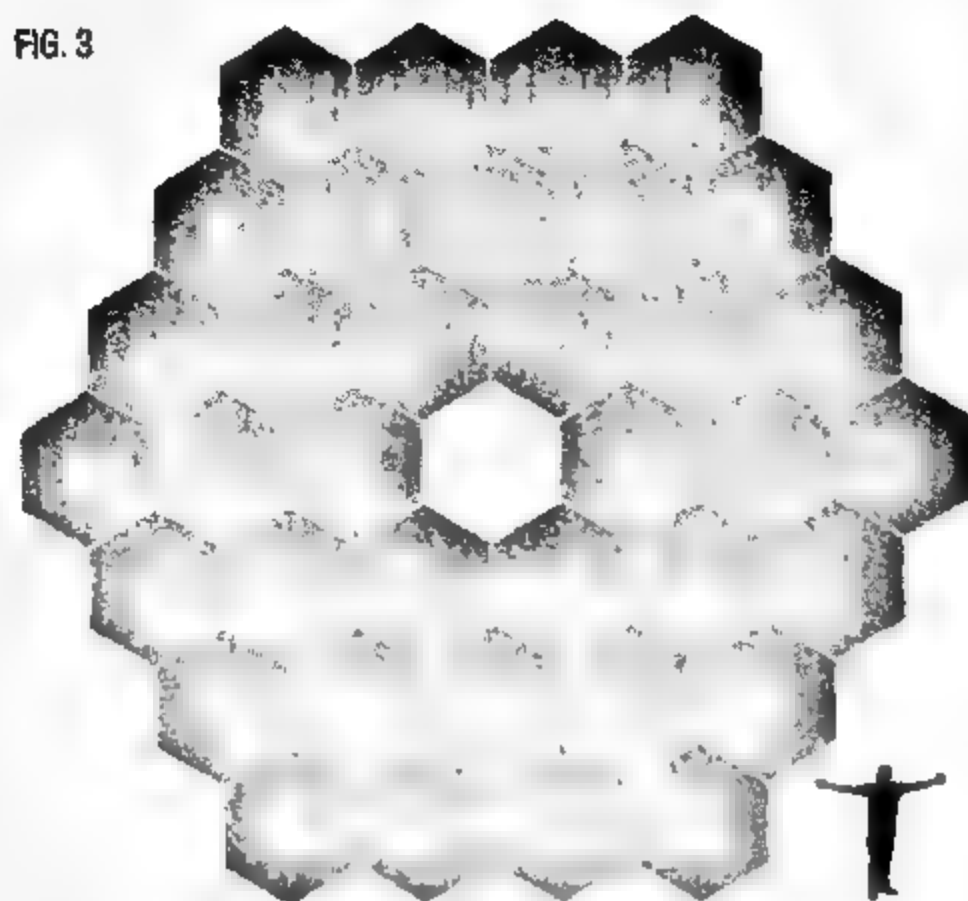
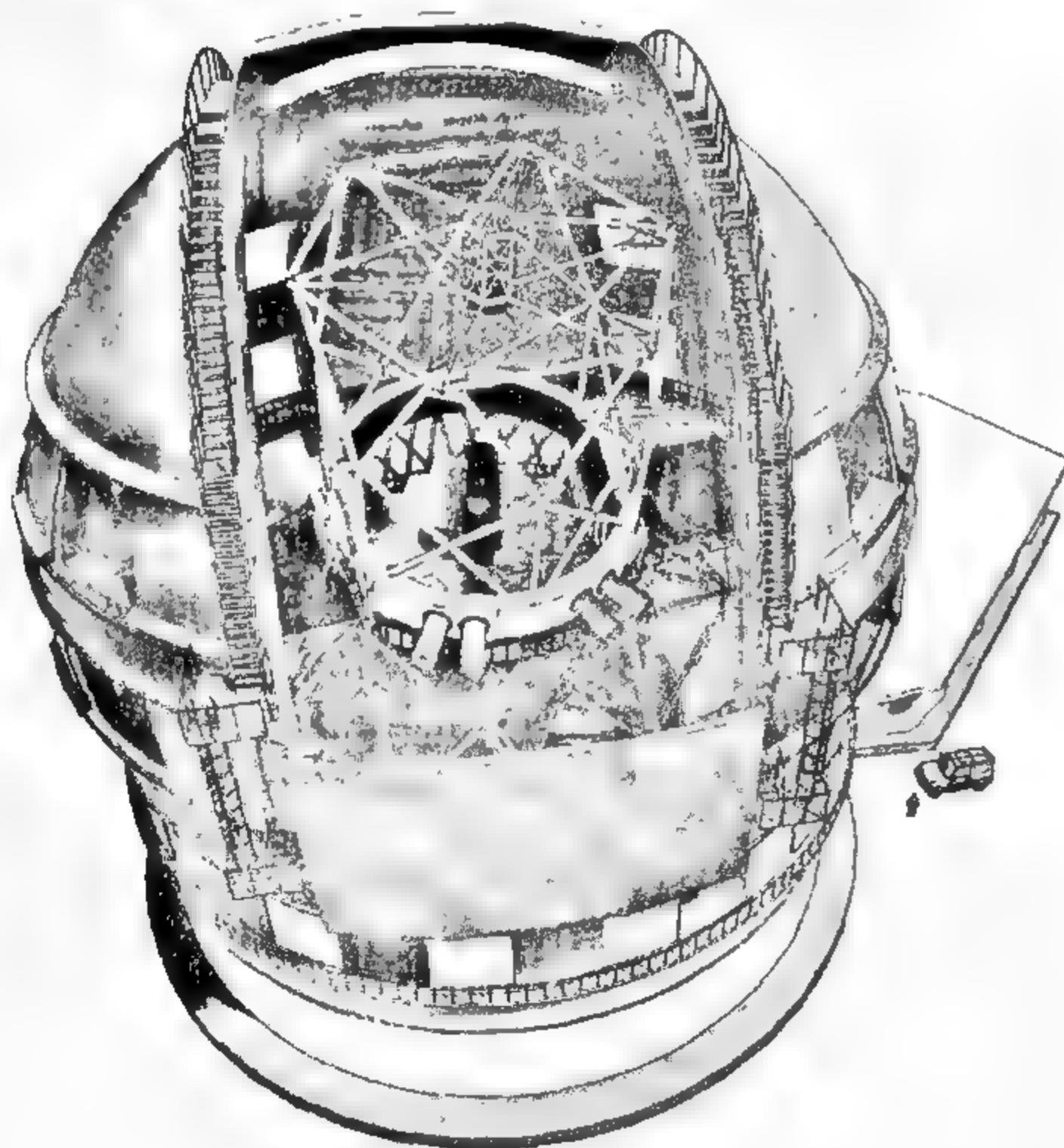


FIG. 3



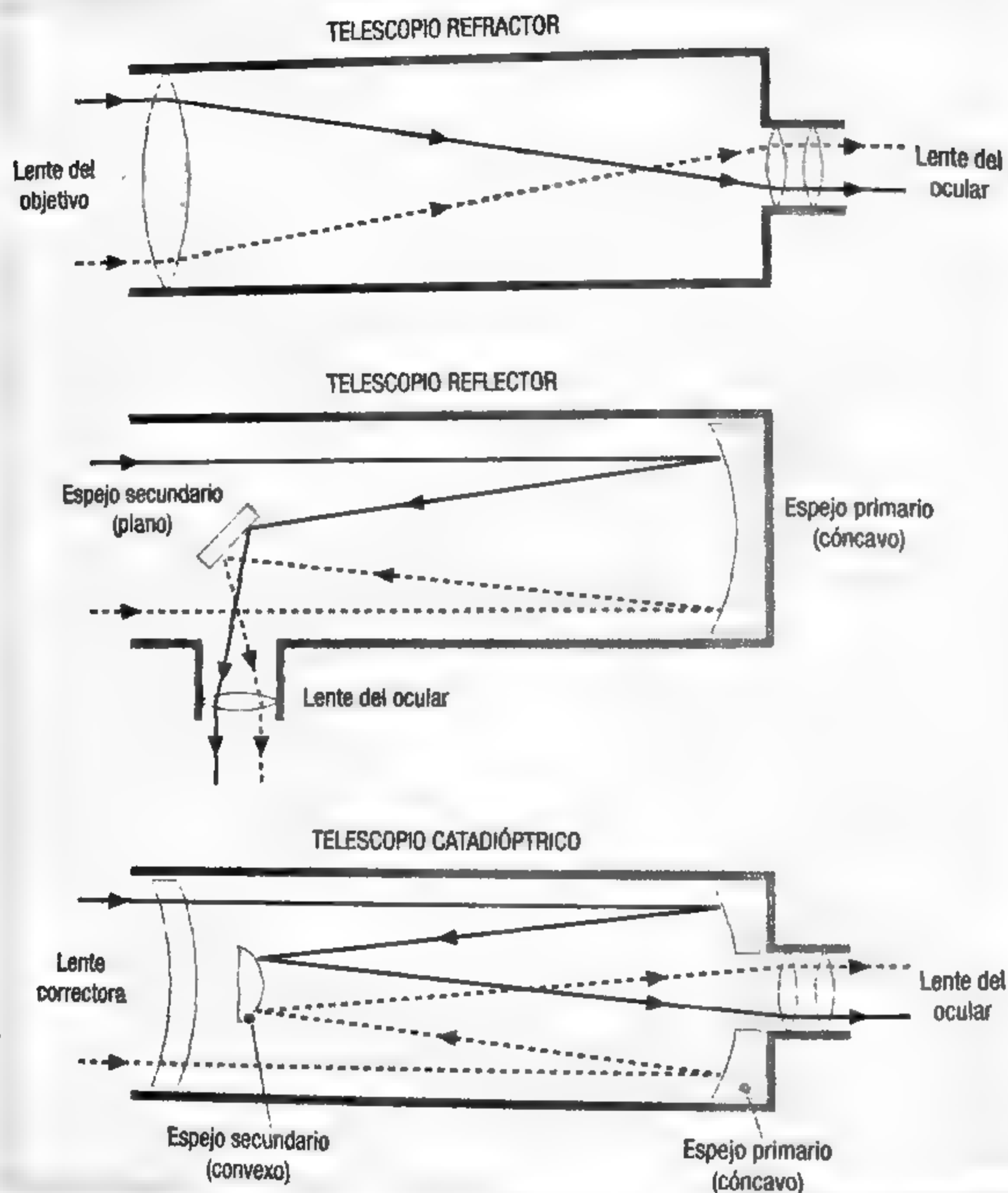
A la izquierda, estructura del espejo segmentado del GTC y referencia visual de su tamaño. Abajo, estructura del telescopio completo. En su interior destaca la montura alt-azimutal, de 400 toneladas de peso; su altísima tecnología le permite soportar los pocos gramos de aluminio que forman la superficie reflectante del espejo primario del GTC para seguir los astros con la precisión requerida.



Al igual que con Galileo, a quien se le asigna erróneamente la invención del telescopio, se suele atribuir a Newton la invención del telescopio reflector. Es cierto que lo perfeccionó (al igual que Galileo el telescopio refractor) y lo popularizó enormemente, pero existieron antecedentes al respecto. En todo caso, a los telescopios reflectores compuestos de un espejo primario cóncavo y un espejo secundario plano que desvía la luz perpendicularmente a la línea de observación, donde se coloca el ocular, se les llama *telescopios newtonianos*. Existe una gran cantidad de variantes, pero la idea de fondo es siempre la misma: recoger la máxima cantidad de luz y obtener una imagen de la mayor calidad posible (figura 4).

Uno de los parámetros que definen la calidad de esa imagen es el poder de *resolución* de los telescopios. Una de sus habilidades principales es ayudarnos a separar y distinguir dos objetos cercanos. El poder de resolución nos dirá a qué distancia mínima podemos distinguir dos objetos de forma individual. Esto dependerá de la distancia, aunque en el fondo lo que estamos midiendo es un ángulo. Un objeto al doble de distancia subtiende un ángulo mitad. Hablar de tamaños aparentes es hablar de ángulos. Veamos un ejemplo. A medida que un coche se aleja de nosotros en la oscuridad, vemos sus luces disminuir en intensidad y, aparentemente, la distancia entre ellas. A unos 5 km nos resulta muy difícil distinguirlos. Eso es debido a que el poder de resolución de nuestros ojos está al límite. Si el vehículo continúa alejándose, resultará imposible distinguir un faro de otro. La capacidad de distinguir detalles depende de tres cosas: el tamaño del objeto, la distancia a la que se encuentre y el diámetro del sistema óptico. Un objeto más grande podrá verse más lejos. Dos objetos, uno el doble de grande que otro, tendrán el mismo tamaño aparente si colocamos el mayor al doble de distancia. Ello es debido a que el ángulo que subtienden es el mismo. La resolución se mide en función del menor ángulo con el que se pueden distinguir dos objetos de forma individual. En el ejemplo del coche, nuestros ojos distinguen dos luces separadas 1,5 m a una distancia máxima de unos 5 km. El ángulo formado entre ambas luces a esa distancia es de aproximadamente un minuto de arco. Esa será nuestra resolución visual. Los planetas, por

FIG. 4



Funcionamiento básico de los principales tipos de telescopios. A pesar de sus diferencias, todos tratan de conseguir lo mismo: concentrar la mayor cantidad de luz posible. Aquellos que utilizan lentes para desviar la luz mediante refracción se denominan *telescopios refractores*; los que utilizan espejos, reflejando la luz, *telescopios reflectores*, y cuando combinan lentes y espejos, *telescopios catadióptricos*. En la figura se muestra el recorrido que hace la luz en cada uno de ellos.

ejemplo, están tan lejos que subtienden un ángulo menor de un minuto de arco, y por ello somos incapaces de distinguirlos de las estrellas a simple vista. Sin embargo, podemos ver detalles en la superficie de la Luna porque esta tiene unos 30 minutos de arco de diámetro. En términos generales, cuanto mayor sea un telescopio, mayor poder de resolución tendrá, permitiéndonos distinguir detalles más finos.

Circunstancias que afectan a la observación

Hoy en día, los telescopios más grandes son máquinas de extrema precisión capaces de recoger millones de veces más luz que nuestros ojos, luz que proviene de lugares relativamente cercanos, como el entorno de nuestro sistema solar, o de los confines del universo, pero resulta un tanto frustrante que un fotón, después de haber estado miles de millones de años desplazándose por el vacío, habiendo evitado cualquier materia que lo hubiera detenido y siendo desviado por las fuerzas gravitatorias que va encontrando a su paso, se vea perturbado por una última barrera que puede dar al traste con la información que tan diligentemente porta: la atmósfera. Esa capa gaseosa, sin la que no podría existir vida en la Tierra, resulta ser una de las mayores pesadillas para los astrónomos. Tratándose de un medio transparente para nuestro sentido de la vista, permite la contemplación del universo con nuestros ojos, pero causa un efecto muy negativo a la hora de observarlo, debido a su carácter turbulento. La atmósfera es un fluido y se comporta como tal, con importantes variaciones de densidad, temperatura y presión, lo cual contribuye a su continuo movimiento. Debido a la baja viscosidad, este movimiento mostrará mayoritariamente un régimen turbulento. Para los astrofísicos, la atmósfera es un problema, porque se trata de un medio transparente a través del cual tienen que observar y en el que, por causa de la turbulencia, continuamente están cambiando las condiciones ópticas, haciendo que la luz se vea constantemente perturbada en su dirección y por lo tanto emborronando la imagen del cosmos que recibimos. Esta es la razón principal por la

que los telescopios, incluso de pequeñas dimensiones, situados en el espacio nos permiten tener un mayor poder de resolución que otros situados en tierra. Pero recordemos que no recogerán la misma cantidad de luz que otros mayores.

Un ejemplo para tratar de visualizar este efecto es imaginar una moneda en el fondo de una piscina. Si la superficie está en calma, podremos verla con bastante nitidez, pero si está agitada, su imagen oscilará y se deformará de forma aleatoria, haciendo difícil su observación. La atmósfera es como una enorme piscina en la que estamos inmersos y el cosmos que queremos observar está fuera de ella. Cuando observamos una estrella, esta se encuentra tan lejos que su luz debería provenir de un punto prácticamente adimensional. Pero las perturbaciones de la atmósfera, que desvían su luz centenares de veces por segundo, hacen que lo que debería ser un punto se convierta en una figura en rápido movimiento cuya luz sumada durante cierto tiempo da como resultado una mancha más o menos circular con mayor brillo hacia su centro. La anchura de esa mancha define la calidad del cielo en un lugar y momento determinados, siendo mejor cuanto más se acerque al punto original. Este parámetro, denominado *seeing*, caracteriza la bondad de los cielos para observar el firmamento y está directamente relacionado con el poder de resolución máximo que podemos alcanzar con un telescopio.

Hoy en día se utilizan distintas técnicas para tratar de mejorar el poder de resolución de los telescopios desde tierra. La *óptica adaptativa*, utilizada ya frecuentemente en la observación profesional del Sol, permite corregir los rayos de luz, utilizando un espejo deformable capaz de realizar cientos de ajustes por segundo en la forma de su superficie, para que la imagen quede prácticamente congelada y con una nitidez mucho mayor. Esa misma idea de deformar un espejo intermedio del sistema y corregir las perturbaciones introducidas por la atmósfera, al utilizarse en la observación nocturna, necesita una estrella brillante cercana al objeto a observar para determinarlas. En el caso de no existir una estrella brillante cercana, se puede generar una artificial con un láser de gran potencia que crea un punto de luz en la alta atmósfera que puede ser utilizado con el mismo fin.

Otras técnicas aprovechan el hecho de que la atmósfera, como fluido transparente, distorsiona la trayectoria de la luz a un ritmo de unas centenas de veces por segundo. Eso significa que si obtenemos imágenes de forma muy rápida, en estas se «congelará» la desviación de la luz, no dando tiempo a que se sumen hasta emborronar la imagen, y obteniendo, por tanto, muchas veces imágenes de alta calidad. Si se obtienen cientos de imágenes por segundo y se selecciona una fracción de la mismas correspondientes a los instantes en que la imagen tiene mayor calidad (las imágenes con más «suerte»), para luego sumarias una vez recen-tradas, se obtiene así una imagen varias veces más nítida que la original. El desarrollo de estas técnicas en tierra para mejorar la calidad de imagen es cada día mayor. Esta técnica (llamada *lucky imaging*) tiene la ventaja de ser sencilla y útil en el caso de observar objetos brillantes como planetas, por lo que es muy utilizada por los astrónomos aficionados con sencillas cámaras digitales. Sin embargo, resulta mucho más complicado su uso cuando el brillo del objeto en estudio es muy bajo.

Ser capaces de compensar el efecto de la atmósfera significa un ahorro económico muy importante respecto a mandar telescopios al espacio, cientos de veces más costosos que los mismos en tierra, con la ventaja adicional de poder reparar o actualizar el instrumento en cualquier momento.

Existen otros factores igualmente importantes a la hora de observar el cielo. Además de los obvios meteorológicos (no podemos ver a través de las nubes, con fuertes vientos...) y geográficos (cada porción del cielo visible dependerá de nuestra latitud en el planeta), está uno más reciente, pero extremadamente importante: la *contaminación lumínica*. La luz artificial mal utilizada o derrochada, al margen de problemas en nuestra salud y en el medio ambiente nocturno, provoca el reflejo de la misma en la atmósfera. Ello produce un efecto similar a un velo que no nos permite ver más que alguna estrella muy brillante o planeta desde las ciudades. Antiguamente, los observatorios astronómicos eran fundamentales en cualquier civilización y se encontraban en las metrópolis. La contaminación atmosférica (debido al uso cada vez mayor del carbón) y lumínica de las grandes ciudades, obligó

a los observatorios astronómicos, presentes hasta el siglo xviii en las grandes ciudades, a migrar a mejores lugares de observación.

La localización de un telescopio, hoy en día, es clave para obtener el máximo rendimiento del mismo. Lejos de pretender instalarlos en las ciudades o incluso en sus propios territorios, los diversos países llegan a acuerdos para sacar el máximo provecho a los mejores lugares del planeta, creando observatorios internacionales donde se aúnan esfuerzos para el estudio óptimo del cosmos. La localización de estos observatorios debe cumplir ciertos criterios, como estar situados en lugares exentos de contaminación lumínica para evitar el efecto velo, fruto del reflejo de la luz artificial. También se sitúan a una gran altitud para evitar las nubes más habituales, normalmente emplazadas entre los 800 y 1 800 m de altitud, además de dejar atrás la mayor cantidad posible de atmósfera, sin comprometer la operatividad de los mismos. Geográficamente no conviene situarlos cerca del ecuador, ya que allí la meteorología es húmeda, tormentosa y turbulenta. El movimiento de la atmósfera a nivel planetario hace que los lugares ideales donde instalar telescopios sean pocos, situados casi siempre a una latitud cercana a los 20-30 grados norte o sur, y en medio de los océanos o cercanos a ellos, para gozar de la mayor estabilidad atmosférica posible. Aunque existen observatorios importantes en todo el mundo, como en Australia, Sudáfrica o Estados Unidos, hoy en día se consideran los observatorios de Chile, Hawái y Canarias los mejores para la observación del universo, siendo en estos lugares donde se encuentran la mayor cantidad y los mayores telescopios del planeta.

Hasta ahora hemos visto que la luz es nuestra mensajera sobre todo lo que ocurre en el universo, y que nuestra percepción del mismo depende de su velocidad. También que necesitamos telescopios para poder ver más allá, recogiendo toda la luz posible, y que esto nos permite ver más lejos y con mejor detalle objetos más débiles. Antes de adentrarnos en cómo, a partir de la luz, llegamos a interpretar el universo que observamos, detengámonos unos instantes en conocer otros aspectos relevantes sobre su naturaleza.

LAS DOS CARAS DE LA LUZ

Solemos hablar de la luz como si de una lluvia de partículas se tratase, a las que llamamos fotones. Esa partícula no tiene masa ni carga eléctrica y viaja a una velocidad constante en el vacío. El fotón es caracterizado por su energía y dirección de movimiento. Otras veces hablamos de la luz como si se tratara de una onda, atribuyéndole valores a su longitud de onda. Nos cuesta imaginar, por nuestra experiencia diaria, que algo pueda ser una partícula y una onda al mismo tiempo. Sin embargo, esta es nuestra versión actual de la luz, que nada tiene que ver con la que había hace unos milenios, ni tan siquiera hace un siglo. Es más, posiblemente no lo tengamos totalmente claro aún. Aunque el propósito de este libro es entender cómo estudiamos el cosmos, resultará útil saber unas pocas características más sobre nuestra peculiar mensajera.

No fue hasta la Edad Media (siglo xi) cuando Ibn al-Haytham (Alhacén) formuló una teoría en la que todos los puntos de los objetos iluminados (o luminosos) emitían rayos individuales en línea recta que eran detectados por nuestros ojos. De esta manera distinguía claramente entre la luz y el sentido de la vista, pudiendo así aplicar a la primera los conocimientos de la geometría, y relegando al ojo a mero instrumento para la visión. Hasta entonces predominaban variantes de las teorías griegas en las que nuestros ojos emitían rayos que, de alguna forma, «tocaban» los objetos, relacionando inseparablemente la luz con la visión. Hacia mediados del siglo xv, con el Renacimiento, tuvo lugar el nacimiento de la ciencia moderna. Pero no fue hasta el siglo xvii cuando comenzó un verdadero debate científico respecto a la naturaleza de la luz. Descartes, Hooke y Huygens defendían fuertemente una teoría ondulatoria de la luz, mientras que Fermat, Galileo y Newton creían en una concepción corpuscular de la misma. Posteriormente (siglos xviii y xix), Young, Fresnel y Maxwell demostraron teórica y experimentalmente que la luz era una onda, pero Planck y Einstein (siglo xx) volvieron a dejar claro que estaba formada por partículas llamadas fotones que portaban una cantidad específica de energía. Aunque resulte

chocante, todos tenían razón. Nuestra visión actual de la luz es la nada intuitiva dualidad onda-corpúsculo. Esta interpretación de la luz pertenece al mundo de la física cuántica, la cual es imposible de entender desde nuestra experiencia cotidiana. Según ella, TODO (y esto incluye al lector, la luz, la gravedad..., todo) está formado por unas pocas partículas elementales. De ellas, la partícula, sin masa y sin carga eléctrica, encargada de la interacción electromagnética es el fotón.

Dependiendo del experimento que realicemos, la luz puede comportarse como una onda o como una partícula. ¿Cómo es esto posible? De una forma gráfica, supongamos que estamos hablando de un cilindro. Su proyección sobre un plano puede ser un círculo o un rectángulo, dependiendo del punto de vista, y sin embargo se trata siempre de un cilindro. En el caso de la luz observamos que, dependiendo del experimento que realicemos, esta se comportará como una onda o como una partícula.

Hasta ahora hemos visto algunas propiedades de la luz que pueden ser explicadas considerando tanto la versión «partícula» como la de «onda» (aunque alguna, dicho sea de paso, de forma errónea). Su desplazamiento en línea recta por un medio homogéneo transparente a una velocidad constante, su reflexión o su refracción en los medios transparentes, son algunas de ellas. Pero hay ocasiones en las que la luz se manifiesta solo con una de sus caras. Ya hemos visto algunas características del fotón, la partícula elemental que asociamos a la luz. Veamos ahora algo acerca de su aspecto ondulatorio.

Al lanzar una piedra a un estanque observamos ondas en su superficie. Una hoja que flota en ella sube y baja con el movimiento de las ondas, pero no se desplaza con ellas. Una campana que repica también emite ondas, en este caso sonoras. Se trata de variaciones de densidad que se propagan por el aire y que podemos percibir con nuestros oídos, pero no es el aire el que se mueve de un punto a otro, sino una variación de densidad. Si miramos las estrellas, estamos detectando ondas electromagnéticas con nuestros ojos. El Sol, como cualquier estrella, vibra continuamente y podemos medir, en su superficie, estas ondas sísmicas. Incluso dos agujeros negros que colapsan en uno ha-

cen vibrar el espacio-tiempo produciendo *ondas gravitatorias*. Todo objeto físico que es perturbado, independientemente de su tamaño o naturaleza, vibra de una determinada forma produciendo ondas, que no son más que la propagación de una perturbación que implica el transporte de energía sin transporte de materia.

La luz y el sonido son ondas, y comparten muchas propiedades, a pesar de ser muy distintas. Por ejemplo, el sonido necesita de un medio material para transmitirse, mientras que la luz no. Ambas pueden ser definidas mediante una serie de propiedades comunes que dependerán de las características del medio. Por ejemplo, el sonido viaja a unos 340 m/s en el aire, a unos 1500 m/s en el agua marina o a unos 6000 m/s en el acero, por lo que es muy importante el medio en el cual se propague. Lo mismo, aunque al revés, ocurre con la luz. Su velocidad máxima se alcanza en el vacío (casi 300 000 km/s), mientras que en cualquier medio transparente su velocidad es menor.

Entre las distintas propiedades de las ondas, nos interesan principalmente su longitud, frecuencia y velocidad. La perturbación de una onda, como la luz o el sonido, varía entre un máximo y un mínimo. La diferencia entre ese valor máximo de la perturbación y el estado de equilibrio, o entre el valor mínimo y el estado de equilibrio, es lo que llamamos *amplitud*, denominándose el valor máximo *cresta* y el mínimo *valle*. La distancia entre dos crestas (o dos puntos cualesquiera iguales y consecutivos de la onda) es lo que llamamos *longitud de onda*. Para un medio determinado, la onda se propaga a una determinada velocidad, por lo que repetirá su estado de perturbación pasado un tiempo al que denominaremos *periodo*. Por otro lado, la perturbación se repetirá un número determinado de veces por unidad de tiempo, a lo que llamamos *frecuencia*, y que podemos calcular como el inverso del periodo. Así pues, frecuencia y longitud de onda están relacionadas con la velocidad de la onda, de forma que la frecuencia por la longitud de onda será igual a la velocidad. En el caso de la luz, podemos utilizar el valor de la frecuencia o de la longitud de onda indistintamente para caracterizar la luz, una vez conocida su velocidad. Otra propiedad

PROPIEDADES DE LAS ONDAS ELECTROMAGNÉTICAS

Una onda es la propagación de una perturbación que implica el transporte de energía sin transporte de materia (figura 1). En el caso de una onda armónica, podemos representar la variación de la perturbación respecto al tiempo, obteniendo una gráfica como la de esa figura 1. En ella podemos distinguir diversos elementos. El valor máximo que alcanza la perturbación se denomina cresta, mientras que el valor mínimo se llama valle. La amplitud es el valor máximo que alcanza la perturbación respecto al estado de equilibrio. La distancia entre dos crestas es la longitud de onda. Como la onda se desplaza a una velocidad dada, cualquier estado de perturbación se repetirá un número de veces por unidad de tiempo, a lo que denominamos frecuencia. Por tanto, la frecuencia por la longitud de onda nos dará la velocidad de la onda. La inversa de la frecuencia es el periodo, es decir, el tiempo que tarda en repetirse un estado de perturbación cualquiera. Estas definiciones nos valen para cualquier onda armónica, incluida la luz que es una onda electromagnética.

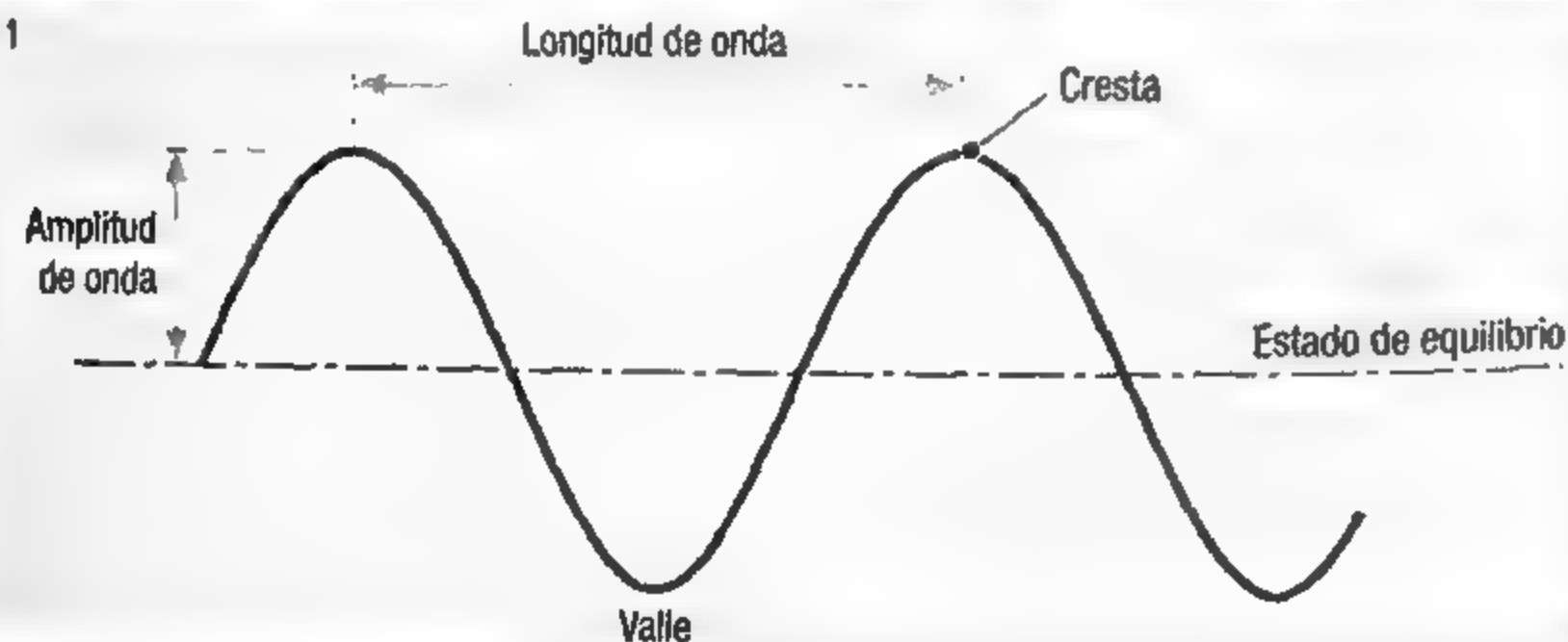
Campos que se propagan

En el caso de las ondas electromagnéticas, lo que tenemos es una combinación de campos eléctricos y magnéticos oscilantes, que se propagan a través del espacio transportando energía de un lugar a otro (figura 2). Esos campos eléctricos y magnéticos son perpendiculares entre sí, y ambos son perpendiculares a su vez a la dirección de propagación de la onda, que se desplaza a una velocidad de aproximadamente 300.000 km/s en el vacío. Existe además una energía asociada a cada onda electromagnética que es igual a la constante de Planck por la frecuencia de la misma.

Interacción entre ondas

Cuando dos ondas se encuentran en un punto, la perturbación resultante en ese punto es la suma de los desplazamientos individuales producidos por cada una de las ondas (figura 3). Este fenómeno se conoce como interferencia. Si los desplazamientos van en el mismo sentido,

FIG. 1



ambas ondas se refuerzan (interferencia constructiva). Si van en sentido opuesto, se debilitan mutuamente (interferencia destructiva). En el caso de dos ondas iguales, si están en fase, es decir, las crestas y valles de ambas coinciden, el resultado es una onda del doble de amplitud. Por el contrario, si son opuestas, el resultado es nulo. En cualquier caso, la suma de ondas es una simple suma de amplitudes de cada una, para cada lugar e instante. Hablando de las ondas electromagnéticas, esto significa que luz más luz puede ser más luz, u oscuridad.

FIG. 2

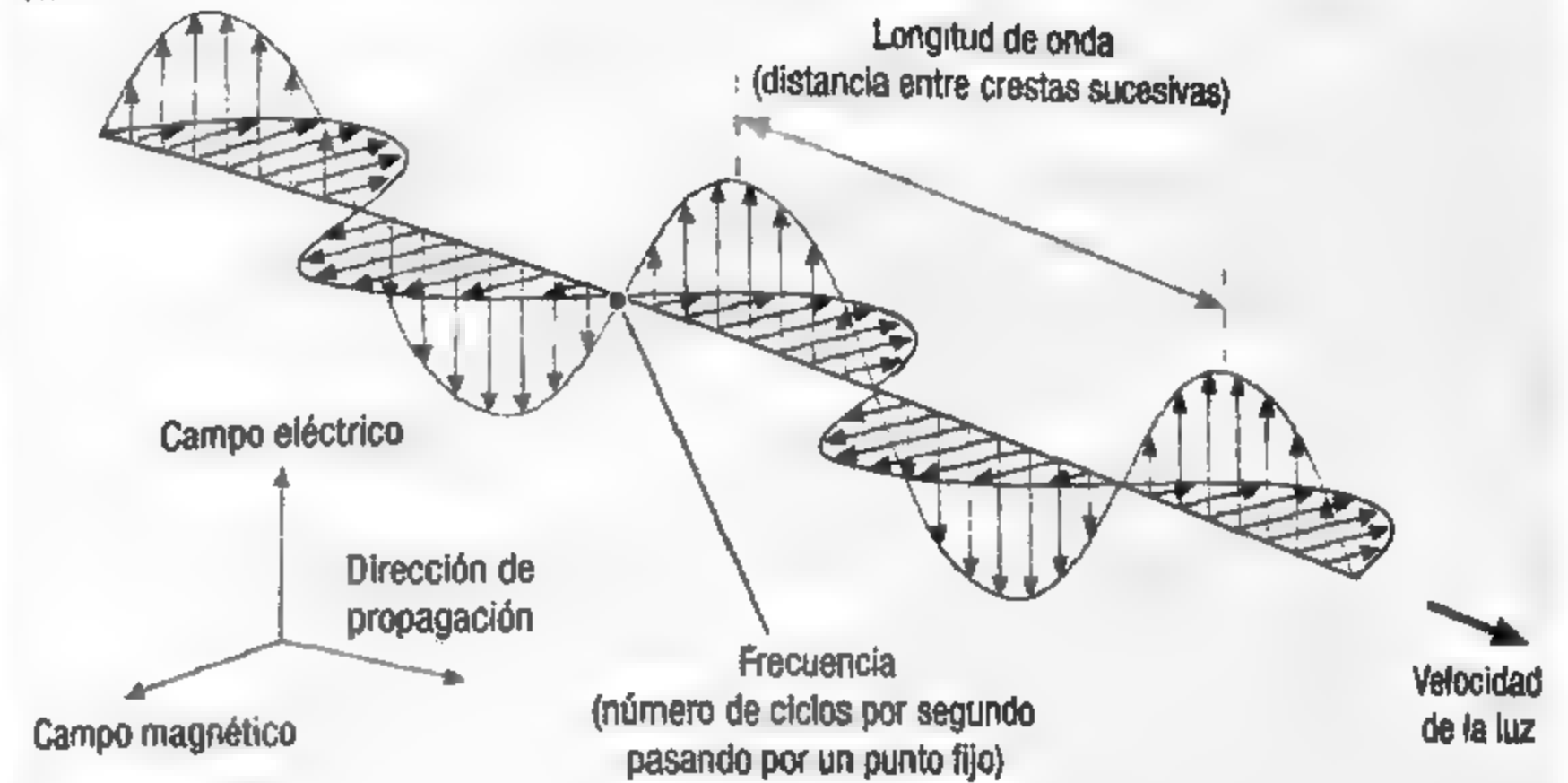
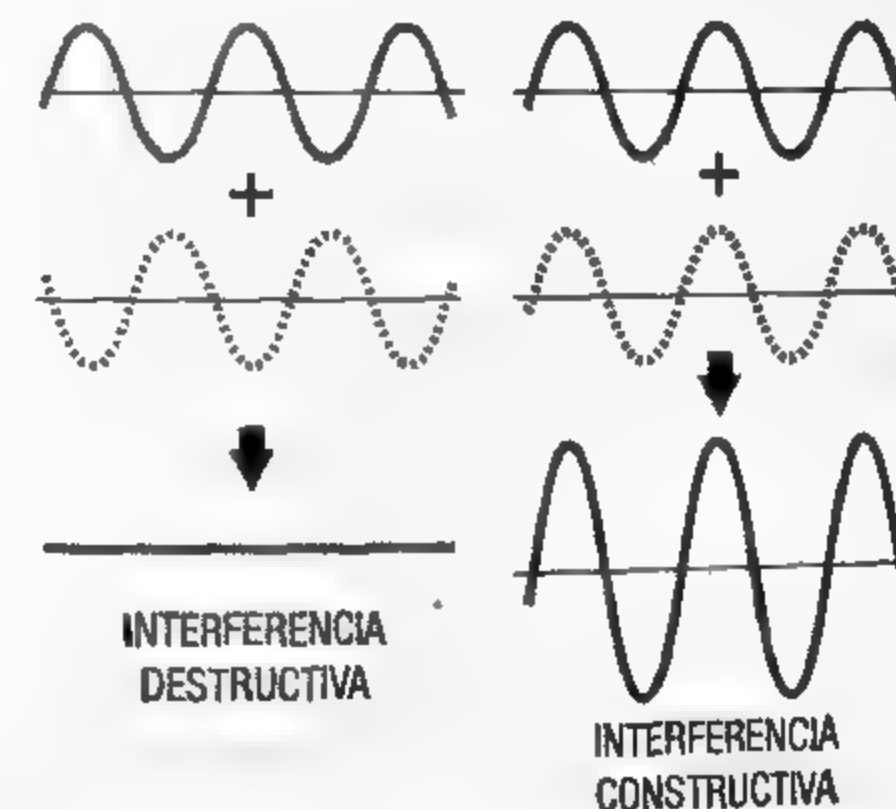


FIG. 3



importante de las ondas es la energía que transportan. Centrándonos en el caso de la luz, y por simplificar, esta energía viene dada por una ecuación muy sencilla que relaciona la energía de la partícula (el fotón) con un parámetro ondulatorio, como es su frecuencia mediante una constante denominada *constante de Planck*: la energía de un fotón es igual a su frecuencia por la constante de Planck.

Las ondas pueden interaccionar entre sí, fusionándose para formar una onda resultante de mayor, menor o igual amplitud. A esto se lo denomina *interferencia*. En el caso particular de dos ondas de la misma frecuencia que interfieren, estas pueden sumarse hasta duplicar su amplitud (interferencia constructiva) o bien contrarrestar sus efectos y conseguir que su suma sea nula (interferencia destructiva). Este tipo de interferencias da como resultado lo que llamamos un *patrón de interferencia*, donde luz más luz puede ser el doble de luz, u oscuridad. De una forma más visual, si perturbamos la superficie de un estanque en dos puntos de igual forma, existirán puntos intermedios de ella donde las ondas alcanzarán el doble de altura y profundidad que una onda individual, y otros puntos donde el agua no se mueva en absoluto. Podemos visualizarlo también con una cuerda. Al girar una comba a un ritmo lento, lo usual para saltar, se formará «media onda». Sin embargo, haciéndola girar más rápidamente conseguiremos uno o más puntos intermedios de la cuerda que no se moverán, mientras que los tramos intermedios sí que subirán y bajarán. Una vez más, en el caso de la luz, existen situaciones en las que luz más luz es oscuridad.

Para entenderlo mejor debemos conocer previamente otro fenómeno llamado *difracción*, característico de las ondas y basado en la desviación de estas al encontrar un obstáculo o al atravesar una rendija. Para ello vamos a utilizar el *principio de Huygens*, y su interpretación sobre cómo se desplazan los frentes de onda. El principio de Huygens nos permite predecir el comportamiento de avance de una onda a partir de conceptos geométricos, siendo capaz de explicar la refracción, la reflexión y la difracción. Un frente de onda se define como el lugar geométrico de todos los puntos que comparten un mismo estado de vibración, tal como

una ola en el caso de una onda superficial, o una superficie esférica en el caso del sonido o la luz. Según Huygens, un frente de onda está compuesto por una sucesión de emisores puntuales que reemiten la onda al oscilar de igual forma que el emisor original. La suma de la reemisión de todos ellos conformará el nuevo frente de ondas. Imaginemos una onda en un estanque. Cada punto de ella está compuesto de infinitud de emisores puntuales que reemiten la señal recibida. La señal es enviada desde cada nuevo emisor en todas las direcciones, pero interfiere destructivamente con los emisores laterales de forma que la suma de sus señales da como resultado un desplazamiento de la onda hacia delante en el medio. Pero ¿qué ocurre cuando la onda se encuentra con un obstáculo? Los puntos reemisores bloqueados por él no podrán seguir (y se reflejarán en cierta medida). Pero una vez sobrepasado el obstáculo, existirán puntos en el extremo del nuevo frente de onda que no tendrán puntos a su lado interfiriendo con la emisión en esas direcciones, y la onda girará tras el obstáculo. Para tratar de visualizarlo, podemos pensar en las olas del mar y un muelle. Las olas, aunque originalmente paralelas a la costa, son capaces de girar en el extremo del muelle e introducirse dentro de su zona protegida. Otro caso sencillo de visualizar es el del sonido. Aunque estemos en habitaciones distintas, somos capaces de oír cosas que ocurren fuera de nuestro espacio más directo, porque el sonido es capaz de «girar» alrededor de los obstáculos, y nuestra sensación es que proviene de la ventana o de la puerta, aunque su origen real sea distinto. Las olas o el sonido están siendo difractados. En el caso de una pequeña abertura, tal como una rendija, el frente de la onda se dispersará formando arcos con origen en la misma, comportándose como si de una nueva fuente emisora puntual se tratase.

Existen dos experimentos muy relevantes en la historia de la ciencia sobre el estudio de la naturaleza de la luz. El primero, de principios del siglo XIX, es el conocido como «experimento de la doble rendija» de Thomas Young, que significó pasar del modelo corpuscular para la interpretación de la luz a otro de carácter ondulatorio. El segundo, a principios del siglo XX, es la explicación de Einstein del *efecto fotoeléctrico*, que demuestra la naturaleza

corpuscular de la luz, además de sentar los principios de la mecánica cuántica junto con Planck. Veámoslos brevemente.

El experimento de la doble rendija, realizado por Young en 1801, demostró que la luz es una onda. El experimento consiste en una cámara oscura en la que se deja entrar un haz de luz por una rendija estrecha. La luz llega a una pared intermedia con dos rendijas. Al final del camino hay una pantalla. Cuando se cubre una de las rendijas intermedias, aparece una única línea iluminada correspondiente a la luz que proviene de la rendija abierta. Sin embargo, cuando ambas están abiertas, en lugar de formarse dos líneas verticales correspondientes a ambas rendijas individualmente, tal y como ocurriría si la luz tuviera naturaleza corpuscular, se obtiene una figura con numerosas líneas oscuras y brillantes. Esta se explica fácilmente a partir de la interferencia de las ondas de luz, resultado de combinarse la luz de las dos rendijas. En las líneas brillantes, la interferencia es de tipo constructivo, mientras que en las líneas oscuras, la interferencia es destructiva, con prácticamente ausencia de luz, ya que la cresta de una onda se superpone con el valle de otra.

Medio siglo más tarde, Foucault medía la velocidad de la luz en diversos medios transparentes, obteniendo que su valor era siempre inferior a la velocidad de la luz en el vacío. Este resultado echaba por tierra la interpretación corpuscular de la refracción de Isaac Newton, quien necesitaba que sus corpúsculos de luz fueran más rápidos en otros medios transparentes para poder explicar el fenómeno de la refracción.

Nuestra concepción de lo que es la materia, su estructura y comportamiento era algo bastante desconocido aún a principios del siglo xx. El electrón, por ejemplo, esa partícula elemental con masa y carga negativa, no fue identificado hasta finales del siglo xix por Joseph J. Thomson. Poco antes, Heinrich Rudolf Hertz, quien demostró la propagación de las ondas electromagnéticas en el vacío así como la forma de producirlas y detectarlas (y cuyo desarrollo ha desembocado en nuestras telecomunicaciones actuales), había descubierto el efecto fotoeléctrico. Este consiste, de forma muy simplificada, en la emisión de electrones por parte de un material al ser iluminado. Hertz y, poste-

riormente, Thomson y Lenard midieron el número de electrones que se emitían, como corriente eléctrica inducida, al iluminar distintos materiales, con distintos tipos de luz y con diversas intensidades, sin ser capaces de explicar sus observaciones. Estas consistían en que un material no emitía electrones hasta ser iluminado con un tipo de radiación suficientemente energética. La luz roja es menos energética que la azul, y esta menos que la violeta o la que está más allá, invisible a nuestra vista. Por otro lado, la velocidad de los electrones arrancados no dependía de la intensidad de la luz, sino de su frecuencia. Cuando tenemos una onda, al aumentar su amplitud, aumentamos su energía. La observación resultaba tan chocante como que la velocidad de un balón dependiese solo del color de la zapatilla utilizada para chutarlo. No fue hasta principios del siglo xx cuando Albert Einstein consiguió dar una explicación satisfactoria a este efecto (por lo cual obtuvo su reconocimiento con un premio Nobel), seguramente inspirado por el trabajo sobre los *cuantos* de Planck. La explicación de Einstein consiste en considerar a los electrones ligados a los átomos por una fuerza determinada, una energía por debajo de la cual no pueden ser arrancados de los mismos. Esa energía dependerá de cada material y de su estructura atómica. La luz, por otro lado, se transporta en cuantos de energía (más tarde llamados fotones) cuyo valor es directamente proporcional a la constante de Planck por su frecuencia. Un fotón de una determinada frecuencia tendrá una energía específica que, al chocar con el electrón, podrá liberarlo o no en función de si alcanza la energía mínima necesaria para ello. Si sobra energía, el fotón aportará velocidad (energía cinética) al electrón desprendido. Esto significa que muchos fotones de poca energía no serán capaces de arrancar los electrones, mientras que muchos fotones con suficiente energía arrancarán más electrones, aunque su velocidad al desprenderse no aumentará. De esta forma, el aspecto corpuscular de la luz volvía de nuevo a las teorías sobre su naturaleza. A diferencia de los científicos anteriores, que solo creían posible una u otra teoría sobre la naturaleza de la luz, Einstein introdujo la visión dual actual que tenemos sobre ella.

MUCHO MÁS QUE UN ARCOÍRIS

En gran medida nos percatamos de lo que sucede a nuestro alrededor gracias a las ondas. Pero existen distintos tipos de ellas y, por lo tanto, necesitamos órganos específicos para interpretar la información que portan. Aunque todas son ondas y podemos tratarlas matemáticamente de forma análoga, debe quedar claro que se trata de cosas distintas, con propiedades y características particulares. Por ejemplo, el sonido es una onda mecánica que necesita de un medio para propagarse, mientras que la luz es una onda electromagnética que puede hacerlo en el vacío. El oído humano es capaz de registrar frecuencias situadas entre 20 y 20 000 hercios (Hz, oscilaciones por segundo). Esto no significa que no existan otros seres vivos capaces de oír sonidos por encima o por debajo de nuestro rango. Por ejemplo, hay ballenas capaces de comunicarse en el rango comprendido entre 40 y 325 000 Hz. A estos sonidos de frecuencias superiores a los que podemos oír los humanos los llamamos *ultrasonidos*. Las ecografías utilizan este tipo de ondas ultrasónicas para formar una imagen a partir de su eco. Los de menor frecuencia, como los utilizados por los elefantes, los denominamos *infrasonidos*.

Con la luz sucede algo similar. Nuestros ojos son sensibles a otro tipo de ondas, las denominadas ondas electromagnéticas. Somos capaces de percibir ondas de entre 450 y 750 billones de hercios. Y al igual que distinguimos los sonidos como notas distintas, diferenciamos las diversas frecuencias lumínicas como colores. Nosotros podemos distinguir colores del rojo al violeta, pero eso no significa que no exista luz más allá del arcoíris. Al rango de luz perceptible por nuestros ojos lo denominamos visible, y es un rango de percepción muy similar al del resto de los animales. Esto es debido a varios factores. Uno de ellos es que nuestra estrella, el Sol, irradia con máxima intensidad en este rango, por lo que la evolución de las especies, que aconteció principalmente en el medio acuático, ha llevado a la mayoría de los seres vivos a desarrollar órganos sensoriales adaptados a estas longitudes de onda o muy próximas. Estrellas más pequeñas y frías emiten más luz más allá del rojo, mientras que estrellas

más grandes y calientes tienen su máximo de emisión en radiaciones más energéticas, por encima del violeta. Otro factor muy importante es la presencia de uno de los dos escudos que nos protegen de las agresiones del espacio: el campo magnético y la atmósfera terrestre. Esta última tiene la peculiaridad de no dejar pasar (ser opaca) a las radiaciones más energéticas, también llamadas *radiaciones ionizantes*, con energía suficiente para destruir moléculas y, por lo tanto, incompatibles con el desarrollo de la vida. Gracias a ella podemos sobrevivir y evolucionar, pero al mismo tiempo nos impide la observación directa del universo en esas longitudes de onda. En cambio, la atmósfera es casi perfectamente transparente a la luz visible, permitiéndonos percibir e interesarnos por el cosmos gracias a nuestro sentido de la vista.

Nuestra imagen del universo ha ido cambiando enormemente desde los albores de la humanidad, cuando observábamos una versión muy limitada del mismo a ojo desnudo, hasta la actualidad, en que creemos estar aprendiendo a escudriñar el cosmos en todo su esplendor. Hace cuatro siglos, el telescopio representó el primer gran paso, permitiéndonos observar objetos más distantes y débiles, aunque siempre utilizando nuestro ojo como instrumento de medida. No fuimos conscientes de lo limitadas que seguían siendo nuestras observaciones hasta fechas muy recientes. Así que hace dos siglos se consiguió otro paso de gigante, cuando comenzaron a descubrirse otros tipos de luz invisibles para nuestros ojos. A modo de brevísimo e impreciso resumen, destaquemos algunos hechos que nos permitieron comenzar a descubrir esas «nuevas ventanas al universo» a través de las cuales lo observamos hoy en día.

Fue a principios del siglo XIX cuando William Herschel descubrió un nuevo tipo de luz: los *rayos calóricos*. Midiendo con un termómetro la temperatura de los distintos colores de la luz dis-

Tenemos todo tipo de limitaciones como seres humanos. No vemos todo el espectro electromagnético; no vemos lo más pequeño; no vemos muy lejos. Así que compensamos estos defectos con andamios tecnológicos.

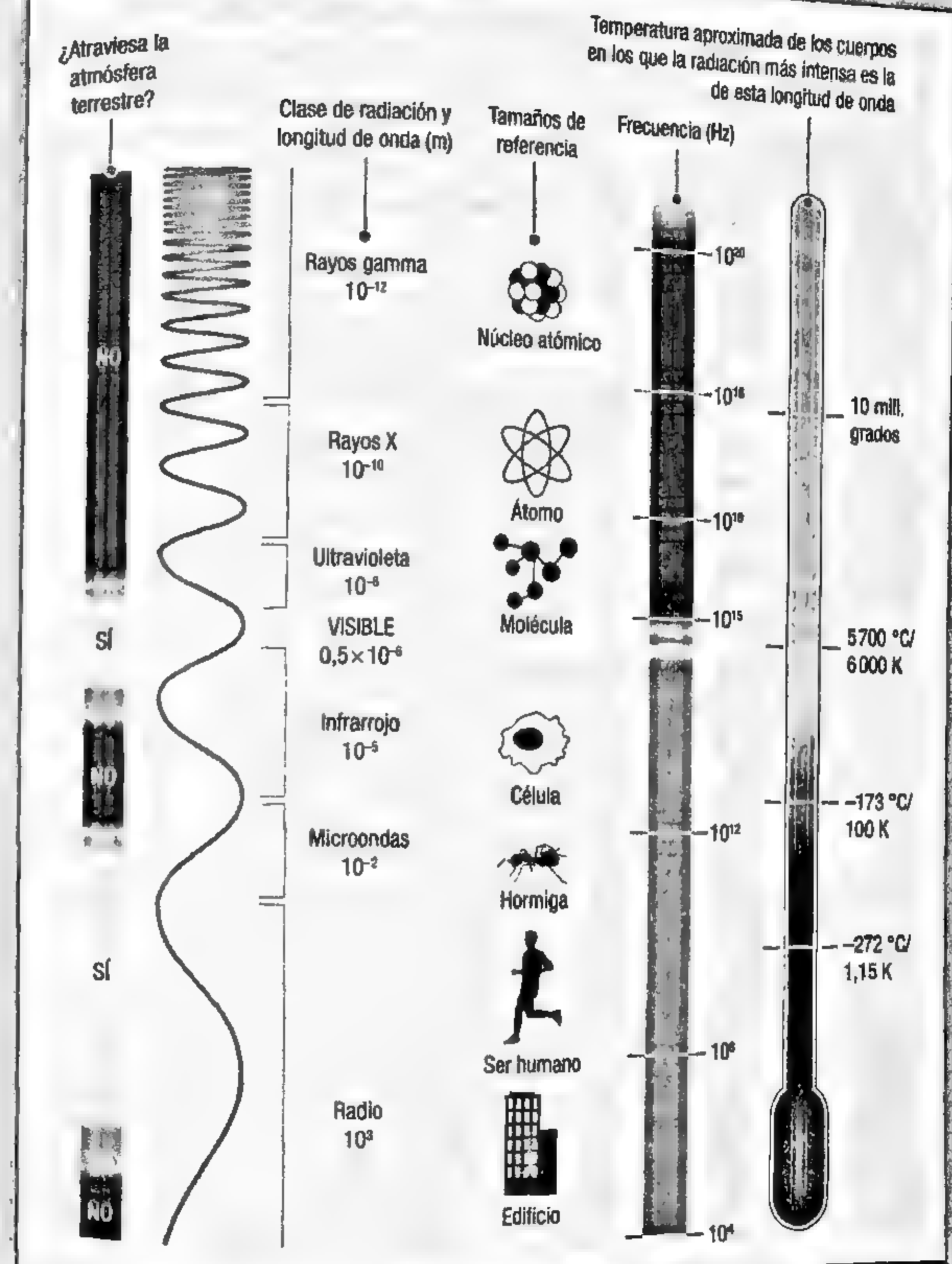
JASON SILVA

EL ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

Cualquier fotón puede ser caracterizado por la cantidad de energía que porta o por su longitud de onda. Podemos organizar, de forma progresiva, la luz en función de cualquiera de los múltiples parámetros que la caracterizan y obtener de esta forma el llamado espectro electromagnético. Una vez ordenado, ha sido dividido en siete rangos, como muestra la figura. Esta división es un tanto arbitraria porque no existen fronteras reales entre un rango y otro, sino que todas sus propiedades varían de forma progresiva de un extremo al otro. El rango más obvio para nosotros, gracias a que nuestro órgano de la vista es sensible a él, es el rango visible del espectro, donde la luz, debidamente ordenada, se nos presenta como los colores del arcoíris. En él la luz varía entre los 380 y los 780 nm, un intervalo realmente corto si lo comparamos con la amplitud del espectro electromagnético en su conjunto. Más allá del rojo se encuentran los rangos del infrarrojo, las microondas y las ondas de radio. Cada uno de estos rangos porta, progresivamente, cada vez menos energía, al tiempo que aumenta su longitud de onda y disminuye su frecuencia. Por el contrario, hacia el lado opuesto del espectro, más allá del color violeta, nos encontramos con el ultravioleta, los rayos X y los rayos gamma, radiaciones denominadas ionizantes (capaces de arrancar electrones o destruir moléculas) y progresivamente más energéticas. Pero no debemos olvidar que se trata siempre de radiación electromagnética, y que por lo tanto, independientemente del rango con el que estemos tratando, los fotones de cada uno se desplazarán a la misma velocidad, la de la luz. La figura muestra los siete rangos o bandas de longitud de onda y frecuencia en los que se clasifica la radiación electromagnética. Como referencia, se muestran cuerpos con tamaños comparables a las longitudes de onda. También se indica la intercepción por la atmósfera en cada caso, así como la temperatura de los cuerpos en los que esa banda de radiación es más intensa. Las fronteras entre bandas así como la correlación entre columnas son solo aproximadas. Las longitudes de onda en la columna de clases de radiación son solo valores de ejemplo dentro de rangos que en la mayoría de casos son mucho más amplios, de varios órdenes de magnitud. Algunos de los objetos más pequeños en la columna de tamaños de referencia son de muy diversas clases y entre ellas pueden existir diferencias de varios órdenes de magnitud. Las franjas de espacio ocupadas por las bandas del espectro electromagnético no están a escala, como tampoco lo están las distancias en vertical entre los valores numéricos de esa y otras columnas.

Aplicaciones diversas.

En astrofísica, cada rango del espectro electromagnético nos permite averiguar cosas distintas sobre los objetos en estudio, por lo que cada nuevo rango descubierto representó una nueva ventana al universo, ofreciendo nuevas piezas de un rompecabezas que seguimos tratando de resolver. Además, según las características físicas de los objetos de nuestro estudio, como su temperatura, será conveniente realizar observaciones en un rango u otro del espectro electromagnético. La atmósfera, escudo protector de la vida en la Tierra, no es transparente a todo el espectro electromagnético, permitiendo el paso directo tan solo a la luz visible y a las ondas de radio, y dejando pasar algo de la luz infrarroja y ultravioleta. En definitiva, existen muchos tipos de luz, la mayor parte invisible a nuestros ojos, pero toda ella cargada de información sobre el cosmos que nos rodea.



persada por un prisma, descubrió que el calor aumentaba hacia el rojo, alcanzando su máximo valor donde ni tan siquiera había luz. Fue la primera prueba de que el calor puede transmitirse por una forma invisible de luz: el infrarrojo. Los primeros detectores de radiación infrarroja la medían según el aumento de temperatura que se producía. Hoy en día disponemos de detectores bidimensionales que nos permiten obtener imágenes del universo en infrarrojo. Casi simultáneamente, Johann W. Ritter descubría la luz ultravioleta. Se estudió cada nuevo tipo de luz, hallándose que la ultravioleta era más energética que la visible y que esta, a su vez, lo era más que la infrarroja. También que la luz se comportaba como una onda, cuya frecuencia o longitud de onda variaba de una a otra. Estos descubrimientos, junto con muchos más, culminaron allá por 1870 con la formulación de las cuatro ecuaciones del electromagnetismo de James Clerk Maxwell, que describían el comportamiento de la electricidad y el magnetismo, aspectos distintos de una misma interacción. Quedó entonces claro que debían existir más formas de luz y los científicos supieron qué buscar. En pocas décadas, antes del siglo xx, ya se conocían todas ellas.

El espectro electromagnético es el conjunto de todos los tipos de luz, entre los cuales se encuentra la luz visible. Actualmente lo dividimos, de forma un tanto arbitraria, en siete grandes rangos: rayos gamma, rayos X, ultravioleta, visible, infrarrojo, microondas y ondas de radio. Pero ¿qué diferencia un tipo de luz de otro? La clave está en la energía asociada a cada uno, una cantidad determinada y precisa para cada tipo de luz. Es muy importante remarcar que, si bien podemos utilizar distintas propiedades para describirla, todas ellas están relacionadas entre sí, por lo que se puede recurrir indistintamente a cualquiera de ellas. En astrofísica solemos utilizar distintas características (su energía, la frecuencia o la longitud de onda) según el rango del espectro electromagnético en que observemos el universo. Así pues, una característica principal es su frecuencia o longitud de onda, ambas relacionadas entre sí por una ecuación muy sencilla (longitud de la onda \times frecuencia de la onda = velocidad de la luz), de forma que mayores frecuencias implican menores longi-

tudes de onda y viceversa. Y como ya vimos cuando tratamos el efecto fotoeléctrico, mayores frecuencias (menores longitudes de onda) implican mayor energía asociada al fotón.

En este punto, cabe preguntarse por la utilidad de observar el universo en distintas longitudes de onda. ¿No nos basta verlo en luz visible? En astrofísica, cada tipo de luz está asociado a distintos fenómenos físicos. Mientras que la luz visible nos permite hacernos una idea más cercana a nuestra experiencia cotidiana (nos gusta saber qué aspecto tienen la Luna, el Sol, las galaxias o las nebulosas) y esta observación aporta valiosa información sobre el universo que nos rodea, ello no deja de ser una información limitada. Los rayos gamma y los rayos X se producen en eventos altamente energéticos, tales como explosiones de supernova, discos de acreción en torno a agujeros negros o núcleos de galaxias activos, por lo que si estamos interesados en ellos, debemos buscarlos y observarlos en estas longitudes de onda. Gracias a la luz infrarroja, podemos adentrarnos en las nebulosas y estudiar objetos calientes envueltos por polvo y gas interestelar, como el centro de nuestra galaxia o regiones de formación estelar. Las frías y oscuras nubes de gas y polvo pueden ser estudiadas solo en el rango de las ondas de radio, mientras que las microondas son la clave para descifrar las teorías sobre el origen del universo y los modelos cosmológicos. La observación en cada rango del espectro electromagnético aporta piezas clave para poder descifrar ese gran rompecabezas que es el universo.

TODO BRILLAMOS CON LUZ PROPIA

Estamos acostumbrados a diferenciar las estrellas de los planetas o satélites diciendo que las primeras brillan con luz propia, mientras que los segundos tan solo la reflejan. La afirmación de que cualquier cuerpo brilla con luz propia puede resultar difícil de creer. Sin embargo, es cierta; lo que pasa es que no todos lo hacen en luz visible. Los cuerpos mucho más fríos que las estrellas (por debajo de unos 500 °C), incluidos nosotros mismos,

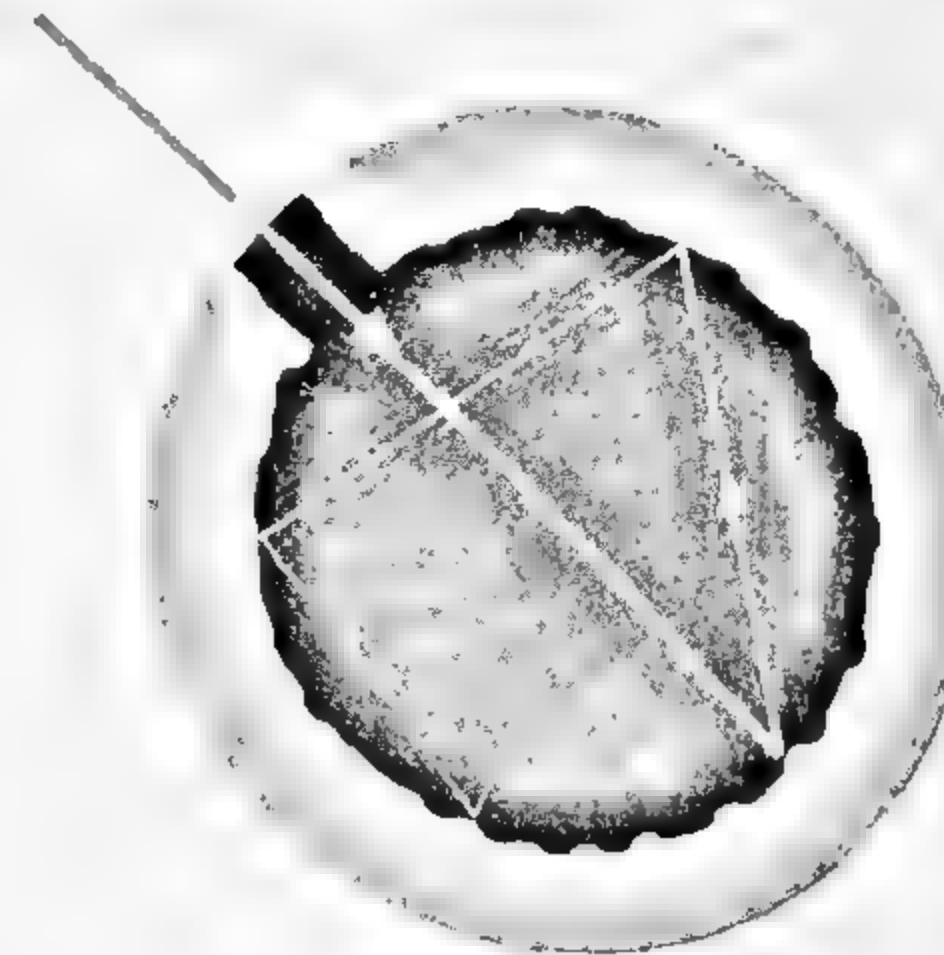
brillamos en el infrarrojo, mientras que las estrellas más calientes pueden brillar mucho más en el ultravioleta que en el visible. Todo es cuestión de temperatura.

Sabemos desde la antigüedad que los cuerpos calientes emiten luz de diferentes colores en función de su temperatura. En oficios como el de alfarero y el de herrero se contaba con una escala de colores para estimar la temperatura del material que estaban manejando. Desde el rojo oscuro a unos 500 °C hasta los 1400 °C del blanco, pasando por los 1100 °C del naranja-amarillento. Pero a finales del siglo XIX, con el enorme auge de la termodinámica, se trató de encontrar la base científica de esta relación entre temperatura y emisión de luz.

Para ello fue necesario definir un objeto ideal (teórico) capaz de absorber toda la luz (energía en forma de radiación) que incide sobre él, al que se llamó *cuerpo negro* (figura 5). A pesar de su nombre, el cuerpo negro emite luz y constituye un sistema físico idealizado para el estudio de la emisión de radiación electromagnética. La luz emitida por un cuerpo negro se denomina *radiación de cuerpo negro*, y sigue un patrón bien definido que puede ser descrito mediante la llamada ley de Planck. Esta ley describe cuántos fotones de cada longitud de onda son emitidos por el cuerpo negro dependiendo solo de su temperatura. Su energía total se corresponde con la suma de la energía de todos los fotones. Existe, además, una relación entre la temperatura del cuerpo negro y la longitud de onda de máxima emisión del mismo, definida por la *ley de Wien* (figura 6). A bajas temperaturas, el máximo de emisión estará en longitudes de onda largas (microondas, infrarrojo...) y, a medida que aumentamos las temperaturas, este máximo se desplazará hacia longitudes de onda menores (...visible, ultravioleta). Las leyes de Planck y de Wien nos resultarán tremendamente útiles para estudiar cuerpos celestes, debido a que las estrellas o la radiación del fondo cósmico, por ejemplo, son sistemas que pueden aproximarse muy bien al comportamiento de un cuerpo negro, pudiéndose describir su distribución de energía por dichas leyes.

Hasta aquí se han presentado nuestro objeto de estudio, el universo, y nuestra mensajera, la luz. Una vez conocidas las dimen-

FIG. 5

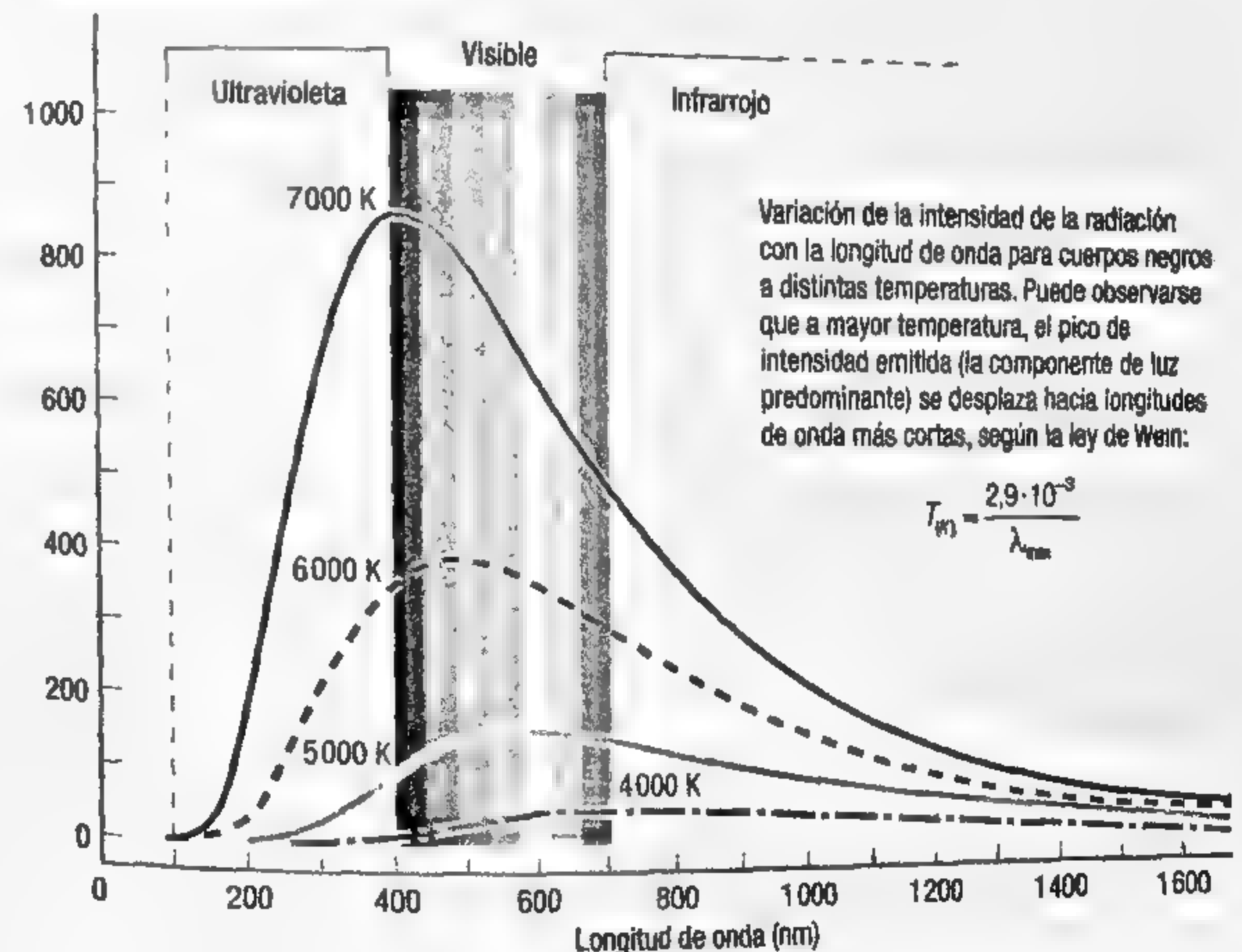


Podemos imaginar un cuerpo negro como una cavidad que admite la entrada de luz por un orificio de entrada, pero que no deja salir nada de esta, siendo totalmente absorbida. El cuerpo negro emitirá radiación a través de su superficie con una distribución de energía dada por la ley de Planck, que dependerá tan solo de su temperatura de equilibrio. Ley de Planck:

$$I(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

FIG. 6

Irradiancia espectral (kW · m⁻² · nm⁻¹)



siones del universo, su estudio podría parecernos una empresa imposible. Pero estamos dotándonos de ayudas tecnológicas que nos permiten ver más lejos, e incluso en muchos tipos de luz hasta hace poco invisibles. Ahora es cuestión de tiempo y de ingenio el que comencemos a desvelar los secretos del cosmos.

CAPÍTULO 3

Interpretando el lenguaje de la luz

Precisar la edad del universo, escrutar un exoplaneta en busca de vida o determinar la masa de un agujero negro implican procesos muy complejos que requieren inventiva e interpretación. Medir distancias, temperaturas, velocidades o averiguar la composición química de las estrellas ha sido solo el primer paso.

La astrofísica es una ciencia observacional. Si descartamos nuestras pequeñas incursiones astronáuticas en el sistema solar, así como los meteoritos y las partículas subatómicas que llegan a la Tierra, la luz es la única mensajera que nos informa sobre qué está ocurriendo en el cosmos. Los telescopios son los laboratorios de los astrónomos, donde se recoge toda la luz posible para poder ver en el espacio más lejos (y atrás en el tiempo), objetos más débiles y con mejor resolución. Ahora queda otro paso fundamental: analizar esa luz con la mayor precisión posible. Así que olvidémonos de esa romántica imagen del astrónomo sentado tras el telescopio observando el firmamento. Algunas cosas pueden hacerse a simple vista, pero la mayoría son prácticamente imposibles: rangos del espectro fuera de nuestro alcance, variaciones extremadamente rápidas o sutiles para nuestros ojos, objetos demasiado débiles para la sensibilidad de nuestra vista... Todo ello nos ha obligado a dotarnos de una serie de instrumentos que, a modo de prótesis de ultimísima tecnología, han transformado al romántico astrónomo en un cibercientífico que se sienta tras un ordenador y que incluso controla remotamente el telescopio desde cualquier parte del planeta.

Para analizar la luz con precisión se han desarrollado diversas técnicas que, por sencillez, diferenciaremos en dos grupos principales: la *fotometría* y la *espectroscopia*. Con la primera mediremos fundamentalmente el brillo de los objetos y sus posiciones, así como sus variaciones en el tiempo, y utilizaremos distintos filtros. De estas medidas obtendremos información muy valiosa, como distancias, masas, movimientos o colores, que mediante modelos físicos se transformarán en temperaturas, masas o incluso edades. En la espectroscopia, el concepto básico es descomponer la luz y estudiar en detalle cada fotón, clasificándolos según sus longitudes de onda, y utilizar todas las herramientas a nuestro alcance, tales como el efecto Doppler, para con ellas poder medir velocidades y composición química, para terminar descubriendo que el universo no ha existido siempre y que tiene un enorme lado oscuro.

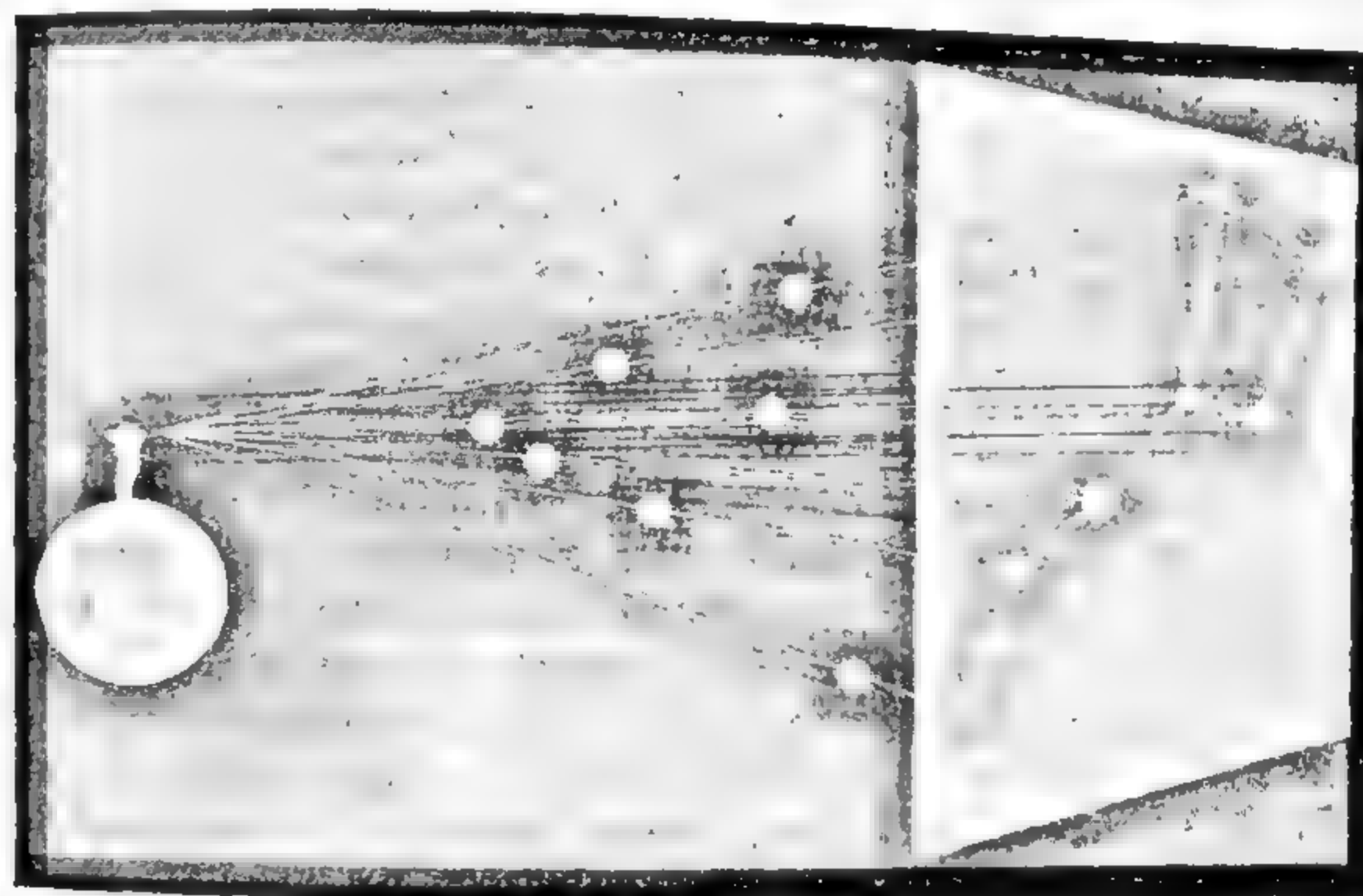
EL PODER DE LA FOTOMETRÍA

Cuando observamos el cielo sin instrumentación podemos apreciar muchas cosas. El Sol es el objeto más brillante, seguido casi siempre de la Luna —durante un eclipse lunar total, Venus, Júpiter y/o Marte pueden ser más brillantes que la Luna eclipsada— y los planetas. Estos últimos varían de brillo y posición en el cielo de forma continua. De ahí su nombre: la palabra «planeta» significa «vagabundo» o «errante». Resulta sencillo apreciar cómo los planetas interiores, Mercurio, Venus o Marte, aunque también Júpiter y Saturno, varían su posición respecto del fondo inalterado de estrellas, noche tras noche. No se requiere ser un experto, sino observar (no tan solo mirar) con curiosidad de vez en cuando el cielo para saber distinguir las estrellas de los planetas.

También observamos miles de estrellas, pero cada una tiene un brillo y, las más brillantes, color propio. Su distribución en la bóveda celeste, especialmente en periodos de tiempo extremadamente breves, como puede ser el de la vida de un ser humano, es prácticamente constante, manteniéndose sus posiciones relativas. Desde la antigüedad, todas las civilizaciones han reflejado

parte de su cultura en el cielo nocturno, uniendo de forma arbitraria grupos de estrellas para configurar *constelaciones* e inventarse historias sobre ellas. Las constelaciones sirvieron para hacer un mapa visual del cielo e identificar cada estrella, pero no se corresponden con lugares específicos sino tan solo con direcciones (figura 1). Es muy difícil observar a simple vista una estrella individual y saber de cuál se trata (salvo ojos muy expertos y para unas pocas estrellas particulares). Las constelaciones nos ayudan a identificarlas en relación con las demás, y cada civilización ha utilizado las suyas propias. Desde 1930, la Unión Astronómica Internacional decidió reagrupar oficialmente en 88 constelaciones todas las estrellas de la bóveda celeste, siendo

FIG. 1



Las estrellas de una constelación no se encuentran necesariamente próximas entre sí. Es solo un efecto de perspectiva el que nos hace ver un conjunto de estrellas como una constelación, sin que exista habitualmente una relación real entre ellas. En el ejemplo de la figura se muestran, a la izquierda, varias estrellas a muy distintas distancias de nuestro planeta, y a la derecha, la percepción de las mismas desde la Tierra como si conformasen un dibujo hecho a base de puntos sobre una lámina. Las formas de objetos reconocibles que estas láminas pueden sugerirnos si ponemos en ello mucha imaginación marcan las constelaciones.

este el mapa de referencia aceptado por la comunidad científica. Casi todas las estrellas mantienen un brillo bastante constante en el tiempo a simple vista, aunque hay unas pocas que varían notablemente, como es el caso de Algol, en la constelación de Perseo (los egipcios dejaron huella escrita de la observación de esta variabilidad, hace más de tres mil años).

Como podemos deducir, ya a simple vista es posible distinguir el brillo de los cuerpos celestes y sus posiciones, cómo varían en ciertos objetos con el paso del tiempo ese brillo, sus colores, etc. Todas estas son propiedades útiles para determinar parámetros físicos tales como sus distancias, temperaturas o masas. La fotometría es la primera de las técnicas utilizadas en astrofísica para desentrañar los secretos que nos oculta el universo, y se basa en la medida del brillo de los astros. Con el paso del tiempo está aumentando la precisión de las medidas gracias a la mayor sensibilidad de los detectores y al aumento del tamaño de los telescopios, introduciendo mejoras continuas que nos permitirán adentrarnos cada vez más, y de forma más detallada, en nuestro conocimiento sobre el universo.

El brillo aparente de las estrellas

Comencemos por alguna definición básica: *magnitud aparente*. En astronomía, magnitud es la medida del brillo de una estrella. El origen de la escala de magnitudes actual se remonta al siglo II a.C., cuando el astrónomo y matemático griego Hiparco de Nicea elaboró un catálogo de casi mil estrellas apreciables a simple vista. Las agrupó en seis categorías, que denominó magnitudes. Las más brillantes (que aparecían después del ocaso solar y que eran las últimas que desaparecían tras la salida del Sol) fueron clasificadas como de primera magnitud, y las más tenues (solo observables a simple vista en oscuridad total) como de sexta magnitud. Esta clasificación sigue empleándose en la actualidad, aunque con modificaciones.

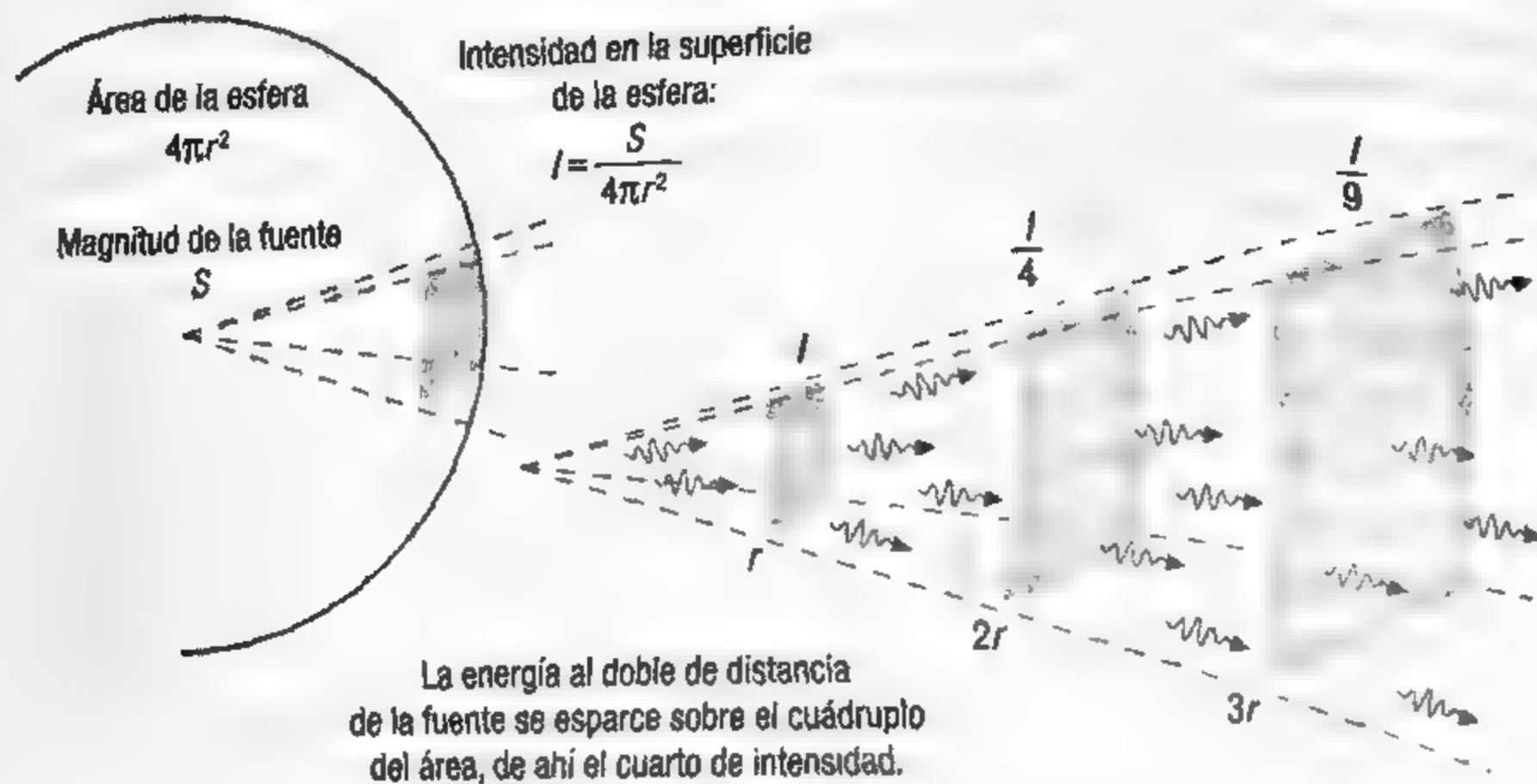
En 1856, el astrónomo Norman Pogson cuantificó las magnitudes de las estrellas considerando que una típica de primera

magnitud era cien veces más luminosa que una de sexta magnitud. De esta forma, una estrella de primera magnitud será 2,5119 veces más luminosa que una de segunda magnitud, y una de segunda magnitud, 2,5119 veces más brillante que una de tercera, y así sucesivamente. Este número irracional resulta de resolver la raíz quinta de 100. Se hace necesario disponer de una estrella de referencia con la que comparar las demás y establecer así una escala de magnitudes. La estrella elegida es Vega, en la constelación de Lira, a la que se le ha asignado la magnitud cero. Evidentemente, el sistema moderno no se limita a seis magnitudes. Los objetos realmente brillantes tienen magnitudes negativas. Por ejemplo, Sirio, la estrella más brillante, tiene una magnitud aparente de $-1,5$. La escala moderna incluye a la Luna y al Sol; la Luna llena tiene una magnitud aparente de $-12,6$, y el Sol, $-26,8$. Los telescopios más grandes son capaces de medir estrellas con magnitudes de $+30$, miles de millones de veces menos luminosas que las estrellas más débiles visibles a simple vista.

La siguiente cuestión razonable que podemos plantearnos es: ¿por qué tienen las estrellas diferentes magnitudes? Kepler (en el siglo XVII) ya se percató de que a medida que nos alejamos de una fuente luminosa percibimos que su intensidad va disminuyendo. ¿Podemos saber cuánto disminuye el brillo según nos alejamos? Pues sí, y además, esta proporción es igual para cualquier fuente luminosa. La disminución de la intensidad sigue una regla geométrica sencilla que denominamos *ley del inverso del cuadrado de la distancia* (figura 2). La cantidad de luz que pasa por unidad de superficie de una fuente luminosa varía inversamente con el cuadrado de la distancia a la misma.

Podemos poner un caso particular. La cantidad de radiación (luz) del Sol que llega a un metro cuadrado de panel solar de un satélite a la distancia de la Tierra es unas cien veces superior a la que le llegaría al mismo panel (igual área) situado en órbita alrededor de Saturno, que se encuentra unas diez veces más lejos. Los cuerpos en el sistema solar son calentados por la radiación solar, y es por ello que la temperatura de los planetas disminuye rápidamente a medida que nos alejamos de nuestra estrella. La

FIG. 2



La ley del inverso del cuadrado de la distancia proviene de consideraciones estrictamente geométricas. Una estrella puede considerarse una fuente puntual que emite radiación de forma homogénea y continua en todas las direcciones. A una cierta distancia r , toda su radiación (magnitud de la fuente) se reparte por una superficie esférica según la fórmula $4\pi r^2$. Al doble de distancia, su superficie será $4\pi (2r)^2$, es decir, 4 veces $4\pi r^2$. Y al triple de distancia, $4\pi (3r)^2$, es decir, 9 veces $4\pi r^2$. Los fotones, al doble de distancia, se reparten por un área cuatro veces mayor, mientras que al triple de distancia deberán cubrir nueve veces más área. Así pues, la cantidad de luz por unidad de superficie decaerá de forma inversamente proporcional al cuadrado de la distancia.

cantidad de luz que llega del Sol por unidad de superficie variará inversamente con el cuadrado de la distancia.

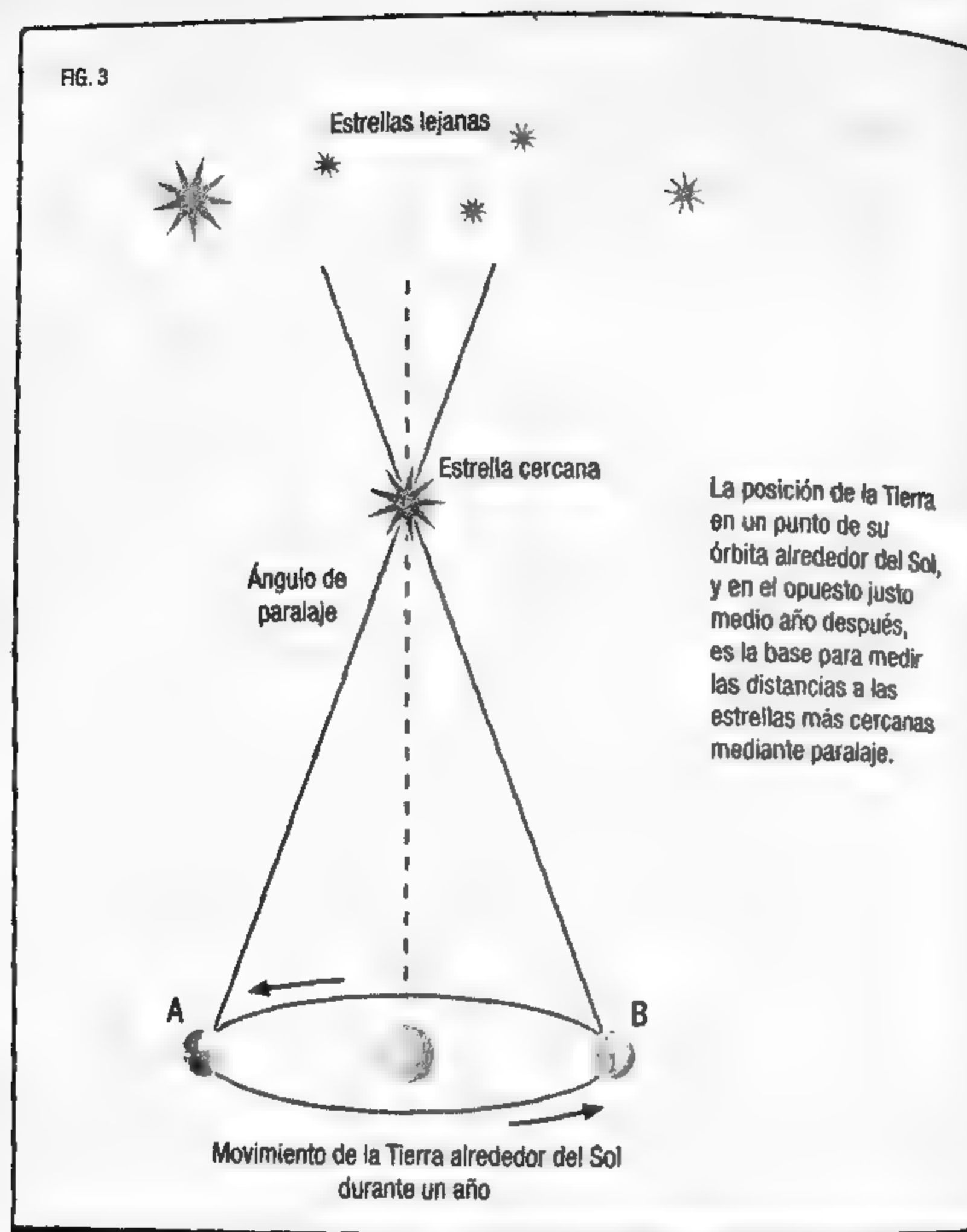
La ley del cuadrado de la distancia implica que dos estrellas iguales a distintas distancias tendrán brillos diferentes, pero también que conocidos la distancia a una y sus brillos relativos, podremos determinar, mediante esta sencilla relación, la distancia a la que se encuentra la otra. Así pues, las diferencias en el brillo de las estrellas podrían indicar que se encuentran a diversas distancias. O no. También podría suceder que unas estrellas brillasen mucho más que otras, de forma que no pudiéramos obtener sus distancias simplemente a partir de sus brillos. ¿Cómo poder comparar las estrellas entre sí? ¿Cómo fijar las distancias a ellas independientemente de sus brillos?

Midiendo distancias cercanas: la paralaje

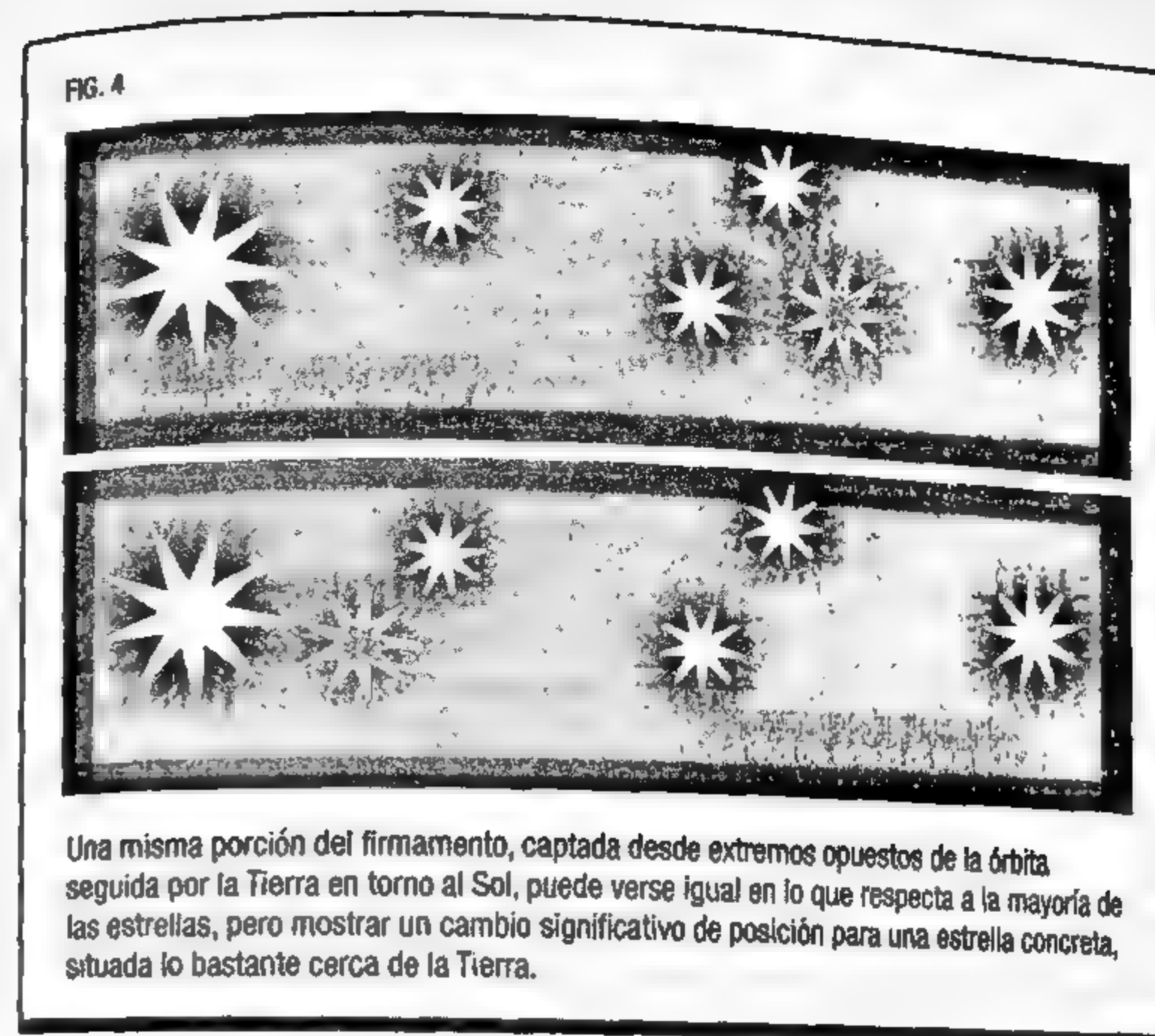
Determinar las distancias, aun en nuestro barrio galáctico más cercano, no es nada sencillo. La técnica utilizada se denomina paralaje, y significa medir ángulos con enorme precisión. Esta vez no estamos interesados en el brillo de las estrellas, sino en su posición. La parte de la astronomía dedicada a realizar medidas muy precisas de las coordenadas de los cuerpos celestes en el firmamento, así como a determinar sus movimientos, se denomina *astrometría*, y podemos considerarla una parte fundamental de la fotometría.

Los humanos (como infinidad de seres vivos) tenemos órganos sensoriales por duplicado que trabajan en «estéreo». Los oídos, por ejemplo, nos permiten situar espacialmente una fuente de sonido, una vez entrenado nuestro cerebro para calcular el desfase temporal entre ambas señales. De igual forma, nuestros ojos nos permiten estimar las distancias a objetos en función del ángulo con que debemos colocarlos al mirar (siempre que no queden demasiado lejos). Para experimentarlo, levantemos el pulgar delante de la cara mientras observamos cualquier objeto distante. Abriendo y cerrando de forma alterna los ojos, apreciaremos que el dedo cambia de posición respecto a la imagen de fondo. La visión de cada ojo nos dará un punto de vista distinto que nuestro cerebro es capaz de interpretar como una experiencia tridimensional, pudiendo estimar su posición.

Determinar distancias a cuerpos cercanos es más sencillo que determinarlas para objetos lejanos. Para medir distancias a cuerpos lejanos, la clave parece estar en disponer de dos puntos de vista lo más distantes posible. Y, desde luego, los pocos centímetros que separan nuestros ojos no son suficientes para determinar distancias astronómicas. Necesitamos dos puntos realmente separados. Afortunadamente, dado que la Tierra gira alrededor del Sol, y de un extremo a otro de la órbita terrestre hay una distancia considerable, con algo de paciencia podemos tomar una imagen del cielo en un momento cualquiera y otra seis meses más tarde (figura 3), teniendo así dos imágenes (figura 4) que nos proporcionarán una mejor visión en 3D del universo.



De este modo, la paralaje nos permite medir las distancias a las estrellas más cercanas con arreglo a sus desplazamientos anuales aparentes respecto al «inmutable» fondo de estrellas lejanas y galaxias. En las figuras 3 y 4 podemos ver cómo la posición de la estrella cercana varía respecto de las posiciones de las estrellas lejanas cuando es observada desde los puntos A y B, en extremos opuestos de la órbita terrestre alrededor del Sol. Ambos puntos distan 300 millones de km.



En la práctica, esto no es tan sencillo como parece en las figuras 3 y 4. En un modelo a escala donde el Sol sea una naranja y la Tierra un grano de sal fina a 10 metros, distinguir el cambio en la posición de la estrella más cercana, es distinguir el cambio en la posición de una cereza a unos 2650 km de distancia, desplazándonos 10 m a un lado y a otro. Y para estrellas más lejanas, el reto es aún mayor. Se hace indispensable, por tanto, el uso de telescopios con una gran precisión.

Sin embargo, incluso disponiendo de telescopios excelentes, hay limitaciones. Cuando comparamos imágenes del cielo obtenidas con seis meses de diferencia, se aprecia un desplazamiento insignificante de las estrellas respecto a las galaxias más lejanas, incluso para las estrellas más cercanas. En el cielo podemos realizar estas mediciones con mucha precisión, pero ya hemos visto lo lejos que están las estrellas. La más cercana, Próxima Centauri, tiene una paralaje de 0,765 segundos de arco. Y eso es extremadamente poco. Recordemos que un círculo tie-

ne 360 grados, que cada grado tiene 60 minutos de arco y que cada minuto tiene 60 segundos de arco. Medir un segundo de arco equivale a medir el diámetro de una moneda de un euro

a 4800 m de distancia. En comparación, nuestra agudeza visual es de aproximadamente 1 minuto de arco. Es decir, podríamos distinguir el euro a unos 80 m. La Luna y el Sol son discos de aproximadamente medio grado de diámetro (30 minutos de arco), por lo que los vemos como discos extensos, mientras que todos los planetas, incluso Venus en el momento de máxima aproximación, tienen un

tamaño angular menor de 1 minuto de arco. No podemos apreciarlos como cuerpos esféricos sin el uso de telescopios, siendo fácil confundirlos con estrellas a simple vista.

EDMUND HALLEY

Difícilmente ningún problema parecerá más duro y trabajoso que determinar con exactitud la distancia del Sol con respecto a la Tierra, pero incluso esto ocurrirá sin demasiada dificultad.

Unidades de medida astronómicas

Antes de aventurarnos a medir el universo, veamos algún detalle de los patrones de medida usuales en astrofísica. El segundo-luz, el minuto-luz o el año-luz son unidades muy utilizadas en divulgación científica, pero los astrofísicos emplean sus propias unidades de medida que les permiten trabajar con mayor comodidad. La *unidad astronómica* es la unidad más usual cuando se habla a escalas de sistemas planetarios, mientras que el *pársec* lo será para escalas entre estrellas.

La unidad astronómica (UA) es una unidad de longitud igual a 149 597 870 700 m que equivale aproximadamente a la distancia media entre el planeta Tierra y el Sol. Ese valor lo asignó la Unión Astronómica Internacional hace unos pocos años (desde 2012). ¿Cómo es posible? ¿No llevamos siglos utilizando esta unidad de medida? Resulta sencillo determinar la relación entre las órbitas de los planetas. Antes de que Kepler formulase sus famosas leyes (siglo XVII), Copérnico determinó con bastante precisión

las distancias relativas a las que los planetas orbitan el Sol utilizando exclusivamente trigonometría. Para ello no necesitaba un telescopio, sino tan solo medir con precisión ángulos. Se llegó a afirmar que el día en que se midiera la distancia entre el Sol y la Tierra, «se conocería el tamaño del universo». Posteriormente, las *leyes de Kepler* permitieron determinar los valores relativos de las órbitas planetarias de forma más exacta, de manera que, si se consiguiese medir la distancia a un planeta cualquiera, se podría determinar esta distancia clave.

A partir de entonces hubo diversos intentos de determinar el valor de la unidad astronómica. Uno de los más notorios fue durante la medición de la paralaje de Marte observada desde dos puntos distantes sobre la superficie de la Tierra. En 1672, los astrónomos Jean Richer y Edmund Halley, situados en la Guayana Francesa y París, respectivamente, midieron simultáneamente la posición del planeta y determinaron su paralaje. Existían tres dificultades nada despreciables: la distancia entre ambos puntos de la Tierra no se conocía con exactitud (unos 7000 km); tampoco se controlaba el tiempo con precisión suficiente como para realizar medidas simultáneas (no había GPS); y las medidas de las posiciones de los objetos en el cielo no podían realizarse de forma muy precisa, ya que debían hacerse a ojo, pues no existía la fotografía. Con todo, el resultado fue excelente: 140 millones de kilómetros, menos de un 10% de error respecto al valor actual.

Otro método ideado por Halley, y empleado hasta principios del siglo XX, fue la observación del *tránsito* de Venus desde diversas localizaciones en la Tierra. Durante un tránsito, el planeta es observado como un pequeño disco oscuro moviéndose por delante del disco brillante del Sol. Este evento no es nada frecuente, puesto que ocurre dos veces en un siglo como máximo. Midiendo los tiempos de ingreso y salida del planeta respecto del disco solar y desde diversas ubicaciones en la Tierra, es posible determinar de forma bastante precisa su paralaje y, por lo tanto, su distancia. A partir de los datos obtenidos en los tránsitos de 1761 y 1769, se determinó en 1835 un valor de la paralaje solar de 8,57 segundos de arco, que correspondía a una distancia de

153 500 000 km, aproximadamente un 2% de diferencia con respecto al valor aceptado actualmente.

Desde mediados del siglo xx podemos determinar la distancia a los planetas mediante ondas de radio o láser, con lo que obtenemos de forma indirecta una medida puntual de la posición del Sol con una precisión de uno o dos kilómetros, que representa un error absoluto de cienmillonésimas.

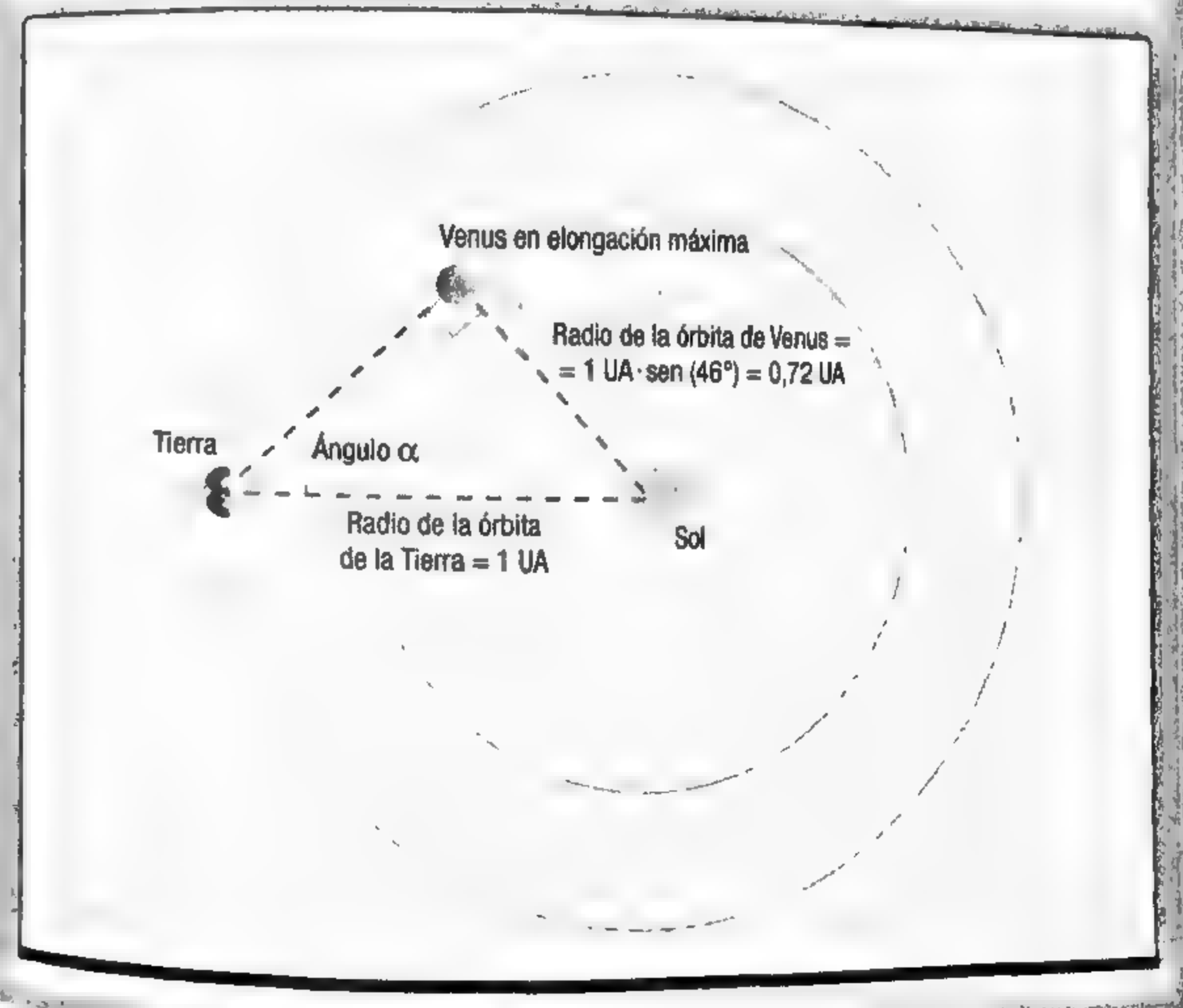
Uniéndolo a multitud de mediciones, en el siglo xxi se ha determinado la posición del *baricentro* del sistema solar (centro gravitatorio en torno al cual giran todos los cuerpos del sistema solar, con el Sol básicamente en su centro) con un error inferior al metro. Este valor promedio es el aceptado y definido como exacto desde el 31 de agosto de 2012 por la Unión Astronómica Internacional: una unidad astronómica corresponde, exactamente, a 149 597 870 700 m.

Dado que para medir distancias a las estrellas debemos medir ángulos, resulta natural definir una unidad de distancia basada en ellos. Un pársec (abreviatura del inglés *parallax of one arc second*, paralaje de un segundo de arco) se define como la distancia a la que una unidad astronómica subtende un ángulo de un segundo de arco. En otras palabras, una estrella dista un pársec si su paralaje desde la Tierra es igual a 1 segundo de arco. Se entenderá mejor con algún ejemplo más. Si medimos medio segundo de arco de paralaje, la estrella se encuentra a dos pársecs. Si medimos un décimo de segundo de arco, estará a diez pársecs. El éxito de esta unidad es que permite calcular fácilmente la distancia a una estrella conocida su paralaje. Para determinar la distancia en pársecs a una estrella basta calcular el inverso de la paralaje medido en segundos de arco, es decir, que cuando se dice que la paralaje de Antares, la gigante roja en la constelación de Escorpio, es de 0,00589" (segundos de arco), esta se encuentra a 169,79 pársecs.

También es importante conocer la correspondencia entre un pársec y la unidad astronómica. Si calculamos la tangente inversa de un segundo de arco, nos resulta que un pársec son 206 265 UA o, si se prefiere, 3,26 años-luz. Para distancias mayores utilizamos múltiplos de este, como el *kilopársec* (mil pársecs) para medidas

TRIGONOMETRÍA PARA MEDIR DISTANCIAS AL SOL

Las distancias del Sol a los planetas pueden determinarse, de forma relativa a la órbita terrestre, sin necesidad de telescopios. Utilicemos un caso sencillo: Venus. Este planeta es especialmente brillante. Se le llama también *lucero del alba* al amanecer, o *lucero de la tarde* durante o poco después de la puesta de sol. Si nos fijamos con más detalle, veremos que cada día varía sutilmente su posición. Podemos medir sin mucha dificultad el ángulo que forma con el Sol sin necesidad de utilizar un telescopio. Ese ángulo alcanza un valor máximo comprendido entre 45° y 47°, tanto al amanecer como al atardecer, debido a la elipticidad de las órbitas de la Tierra y de Venus. Esa posición de extrema separación aparente del Sol se denomina *máxima elongación*. Esto no es muy frecuente, dado que Venus completa una vuelta entera, visto desde la Tierra, cada 584 días, por lo que habrá que esperar más de un año y siete meses para volver a medir su posición. En ese momento las líneas que unen la Tierra y Venus, y la que une Venus con el Sol, son perpendiculares, de forma que podemos calcular la distancia de Venus al Sol como la distancia de la Tierra al Sol por el seno del ángulo que forman Venus y el Sol vistos desde la Tierra. Y de esta forma podemos calcular las órbitas relativas entre planetas de forma precisa, aunque no su valor «numérico» (absoluto).



dentro de la galaxia, o el *megapársec* (millón de pársecs) para medir distancias entre ellas.

A principios del siglo XIX se medían con toda la precisión posible las coordenadas de las estrellas utilizando telescopios e instrumentos específicos tales como círculos meridianos y heliómetros. Con el paso de los años, algunas estrellas cambian sutilmente de coordenadas debido a sus movimientos en la galaxia. A esta variación de su posición se la denomina *movimiento propio*. Todas las estrellas que podemos ver a simple vista están en nuestra vecindad solar, algunas más cerca que otras, repartidas más o menos homogéneamente. Giran, la mayoría, como parte de una estructura denominada *disco galáctico* a una velocidad de unos 220 km/s alrededor del centro galáctico, pero al moverse todas de forma conjunta, este movimiento es poco perceptible. Es como observar los coches de la autopista que se mueven en el mismo sentido que nosotros: pueden parecer prácticamente inmóviles respecto a nuestra posición si su velocidad es similar a la nuestra. Pero a pesar de este movimiento en conjunto, existen diferencias entre las velocidades de unas estrellas y otras. Midiendo cuidadosamente las coordenadas de las estrellas en épocas distintas podemos determinar su desplazamiento en la dirección perpendicular a nuestra línea de visión. Este desplazamiento será más evidente en estrellas cercanas a nosotros. Algo similar ocurre cuando observamos un avión pasar sobre nuestras cabezas (cerca) y vemos cómo varía su posición rápidamente. Sin embargo, distante en el horizonte aparenta moverse más lentamente, aunque su velocidad sea la misma. De igual forma, dos estrellas desplazándose a la misma velocidad, pero una situada al doble de distancia, mostrarán desplazamientos distintos en el cielo, siendo el de la más próxima del doble de tamaño que el de la más lejana.

El astrónomo y matemático Friedrich Bessel, gran experto en astrometría, se propuso en la década de 1830 determinar las distancias a las estrellas más próximas. La primera dificultad fue determinar sobre qué estrella centrar su atención. Bessel decidió observar la estrella 61 Cygni debido a su gran movimiento propio, cuyo valor es de 5,2" al año. Esto, como hemos visto,

era indicativo de que debía tratarse de una de las más cercanas a nuestro planeta. Después de 18 meses de observaciones (a finales de 1838) obtuvo una paralaje de $0,314'' \pm 0,020''$. La estrella distaba ¡657 000 veces más que el Sol! Era la primera vez que se determinaba la distancia a una estrella distinta de la nuestra. Dada la dificultad de medir ángulos con precisiones de la centésima de segundo de arco, solo se había logrado medir mediante paralaje unas 60 estrellas a finales del siglo XIX.

Dinámica del universo más cercano

Conocer el movimiento propio y la distancia a las estrellas nos permitió determinar un nuevo parámetro físico: la *velocidad tangencial*. Ahora podemos conocer la componente perpendicular a nuestra línea de visión de la velocidad de las estrellas y estudiar la dinámica del universo más cercano: cómo se distribuyen las estrellas en nuestra vecindad galáctica y cómo se mueven.

Utilizando la paralaje y sus movimientos propios hemos descubierto que la estrella más cercana ahora mismo es Próxima Centauri, compañera de Alfa Centauri A y Alfa Centauri B, un sistema binario. La primera se encuentra a 4,2 años-luz, mientras que las otras dos se hallan a 4,3 años-luz. Estas distancias no son constantes, sino que varían con el tiempo. Hace 20 000 años se encontraban a unos 6 años-luz y dentro de unos 30 000 años se encontrarán a la menor distancia posible, unos 3 años-luz, aunque poco después otras estrellas tomarán el relevo, como Ross 248, que será la más cercana dentro de 35 000 años. También la estrella de Barnard se encontrará aproximadamente igual de cerca que Próxima Centauri en 10 000 años. Con esto queremos hacer notar que las estrellas cambian constantemente de posición en la galaxia, y que somos capaces de medirlo y de calcular sus movimientos futuros, pese a que sus escalas temporales son muy grandes.

El avance tecnológico de los siglos XIX y XX, en fotografía y luego en cámaras digitales, permitió elevar la precisión de las medidas al orden de los milisegundos de arco. La medición mediante paralaje es aún el método fundamental para calibrar otros

métodos de medición de mayor alcance en la sucesión de tales técnicas para distintos grados de lejanía, las cuales conforman lo que se conoce como *escalera de distancias cósmicas*.

La atmósfera, como hemos visto, es la pesadilla del astrónomo. Es un fluido que introduce serios problemas a la hora de realizar medidas precisas desde tierra, ofreciendo una imagen rápidamente cambiante y distorsionada cuando tratamos de medir coordenadas con precisión en el cielo. Para resolver este problema, se lanzó en 1989 el satélite astrométrico Hipparcos (*High Precision Parallax Collecting Satellite*), cuyo objetivo era determinar la paralaje y el movimiento propio de las estrellas cercanas. Para ello, Hipparcos midió durante tres años y medio más de dos millones y medio de estrellas, prácticamente la totalidad hasta la magnitud 11 (aproximadamente un millón) y más de cien mil estrellas con enorme exactitud. Obtuvo más de cien medidas para cada estrella en diversos filtros con una precisión del orden de la milésima de magnitud y una astrometría mejor que la milésima del segundo de arco, determinando distancias a más de 20 000 objetos con un error inferior al 10% y a 50 000 con un error inferior al 20%. En resumen, Hipparcos consiguió medir las distancias a las estrellas en los primeros 500 pársecs de nuestro entorno, aproximadamente el 2% de la distancia desde el Sol hasta el centro galáctico.

Un cuarto de siglo después, los avances tecnológicos han permitido crear y lanzar el más avanzado telescopio astrométrico hasta el momento: el satélite Gaia. Con una precisión cien veces mayor que su antecesor, está midiendo la posición de las estrellas desde el centro galáctico hasta las afueras del disco, con el reto de estudiar un total de mil millones de estrellas, un 1% de las existentes en nuestra galaxia, a lo largo de cinco años continuados de observación. Actualmente ha publicado las primeras medidas para 1 142 millones de estrellas cubriendo todo el cielo, además de las posiciones y velocidades de más de dos millones en tan solo 14 meses de operación, si bien los resultados finales no se obtendrán hasta 2022.

Estos satélites astrométricos nos proporcionan una muestra homogénea de brillos y colores de las estrellas, además de dis-

tancias y movimientos propios. También su variación temporal gracias a la toma de datos de forma periódica.

El verdadero brillo de las estrellas

Si colocamos todas las estrellas a una misma distancia y medimos su brillo, podremos compararlas realmente entre sí y saber si son todas iguales o no. La *magnitud absoluta* se define como el brillo de las estrellas colocadas a una distancia de 10 pársecs. Esto, claro está, no podemos hacerlo físicamente, pero podemos corregir la magnitud aparente por el efecto de la distancia a la que realmente se encuentra cada estrella. Para ello utilizaremos una vez más la ley del cuadrado de la distancia.

De esta manera, el Sol debe ser retirado de su posición actual a 1 UA para ponerlo a 2062 650 UA. Como curiosidad, tan solo ocho de todas las estrellas del firmamento deberán ser alejadas actualmente para obtener su magnitud absoluta, y de ellas solo dos (Alfa Centauri y Sirio, ambas a su vez sistemas binarios) son visibles a simple vista. Todas las demás estrellas se encuentran a mayor distancia. Una vez que hacemos las correcciones por la distancia, el Sol resulta tener una magnitud absoluta de +4,81. Repitiendo esta operación con todas las estrellas posibles, observamos que cada una tiene su propia luminosidad, abarcando desde las *hipergigantes* con magnitud -10, lo que significa un millón de veces más brillante que el Sol, hasta +20 para las *enanas marrones*, un millón de veces menos brillantes que el Sol. Así que definitivamente todas las estrellas no son iguales. Y no solo varían mucho de brillo entre una estrella y otra, sino que existen claramente estrellas de distintos colores.

Estrellas de todos los colores

Si observamos detenidamente las estrellas a simple vista, podremos percibir sus distintos colores. En la constelación de Orión, por ejemplo, encontramos una estrella notablemente azul, Rigel,

y otra marcadamente roja, Betelgeuse. Nuestros ojos, dentro de sus limitaciones, son unos órganos fascinantes. De hecho, un telescopio con su correspondiente detector es una versión artificial y mejorada de nuestro órgano de la vista. Veamos cómo funciona someramente el ojo y cómo se las arregla para ver en color, para luego tratar de imitarlo. El sistema óptico recoge y enfoca la imagen en la retina, pero nuestro detector también está formado por el iris, regulador de la cantidad de luz que pasará a través del ojo a modo de diafragma por la pupila, el cristalino y el humor vítreo. La retina, por su parte, es una superficie llena de fotorreceptores, del orden de cien mil por milímetro cuadrado, que convertirán la luz en impulsos eléctricos que serán enviados a nuestro cerebro a través del nervio óptico, siempre que nuestro obturador, el párpado, lo permita. Existen dos categorías de fotorreceptores: los bastones y los conos. La visión en color está a cargo de los conos, que disponen de tres subtipos, cada uno sensible a un rango del espectro visible. Estos son, fundamentalmente, el rojo, el verde y el azul. Cuando un objeto emite luz azul, toda o casi toda la información es recibida y transmitida por estas células, y nada o casi nada por el resto. Cuando un cuerpo emite luz roja, serán los conos sensibles al rojo los que transmitan la información, de manera que nuestro cerebro compondrá una imagen roja. Colores intermedios tendrán distintas proporciones de cada tipo de células, pudiendo ver de esta forma el mundo que nos rodea en color. Si observamos un monitor de cerca apreciaremos que utiliza esta misma técnica (RGB, por las siglas en inglés de rojo, verde y azul) y consigue hacernos ver imágenes con matices de millones de colores. Otra ventaja de los conos es que tienen una respuesta cuatro veces más rápida que los bastones, permitiéndonos detectar movimientos rápidos más fácilmente. Sin embargo, de noche los conos son muy poco eficientes, y serán los bastones, mucho más abundantes y sensibles que los conos (salvo en una pequeña región en el centro de la retina), los que nos ofrecerán una visión mejor, eso sí, en una escala de grises, dado que son sensibles a la luz, pero no a los diversos rangos del espectro, sino a su conjunto. Por esta razón tiene sentido la frase «de noche, todos los gatos son pardos».

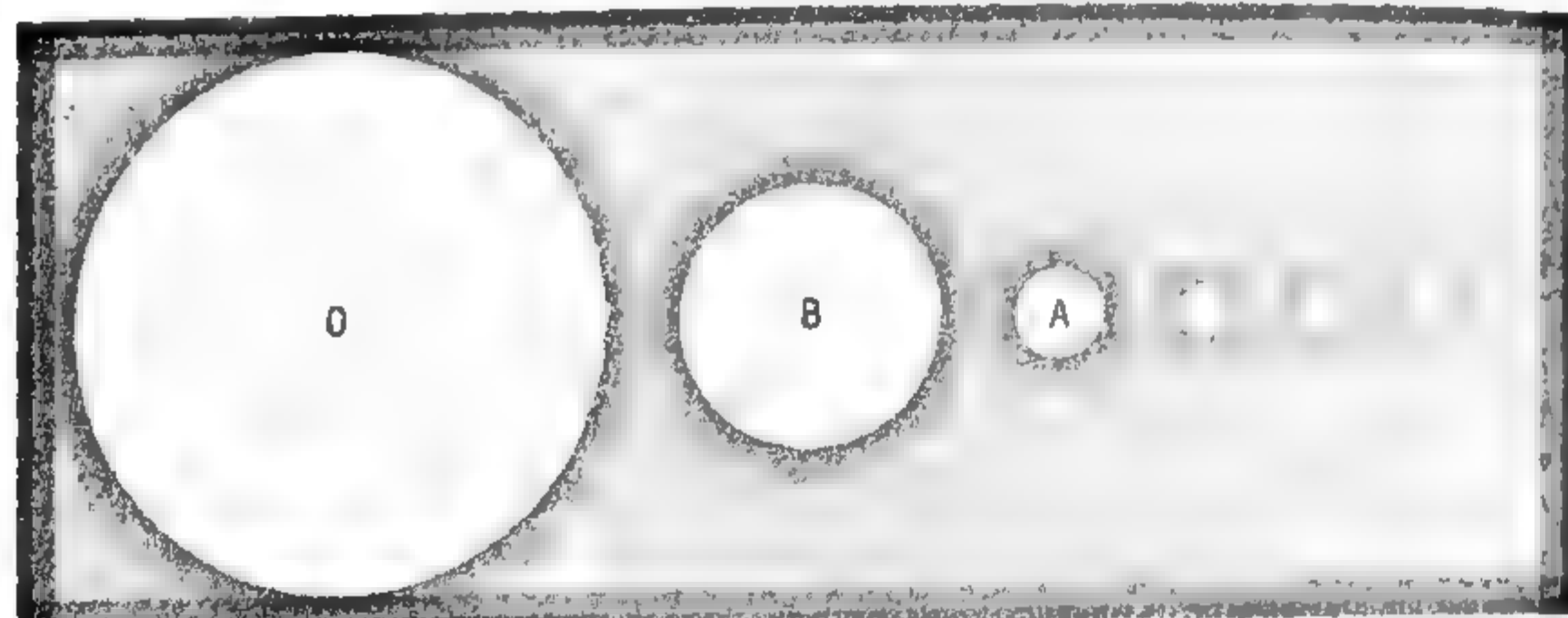
También por ello podemos distinguir colores solo en las estrellas más brillantes, o cuando utilizamos telescopios para recoger más luz y así activar los conos en lugar de los bastones. Una recomendación: cuando miremos por un telescopio estructuras muy tenues como galaxias o cúmulos, no olvidemos mirarlos de reojo (no directamente), ya que los abundantes conos situados justo en el centro de la retina, tan útiles de día, resultarán ineficientes y convendrá utilizar la zona periférica de esta, mucho más rica en bastones, para poder ver algo. Ahora bien, las imágenes, a diferencia de las coloridas fotos, se mostrarán en blanco y negro. Pero el universo es en color, mucho más de lo que podemos apreciar.

La instrumentación óptica funciona de forma muy similar a nuestro ojo. Si tuviéramos que hacer un símil instrumental del mismo, podríamos decir que estamos dotados del equivalente a dos cámaras réflex *full frame* con unos objetivos de 50 mm de focal y detectores de unos 90 megapíxeles (de apertura algo pequeña). Los detectores de las cámaras en color suelen disponer de una serie de filtros (rojo, verde y azul) delante de cada píxel (unidad de detección, que correspondería a nuestra célula fotosensible del ojo), un sistema denominado mosaico de Bayer, que les atribuye la misma función que nuestros conos fotorreceptores.

En astronomía, utilizamos filtros para determinar el color de las estrellas. Un filtro es un elemento óptico que permitirá el paso de un determinado rango del espectro electromagnético. Cuando se muestran al público en general son descritos como «cristales de colores». Y, efectivamente, de eso se trata. Cuando se mira a través de un filtro azul, solo la luz azul pasa a través de él. Cuando es rojo, solo la luz roja. Cuando miramos a través de un filtro azul dos focos de luz de dos colores distintos de igual brillo, digamos rojo y azul, la luz del foco azul pasará prácticamente inalterada mostrando un brillo similar al original, mientras que la luz del otro foco no pasará en absoluto. Podemos experimentar este efecto con unas gafas anaglíficas (las de visión 3D de color rojo y azul). Probemos a observar simplemente una luz roja y una azul (un LED, por ejemplo) con uno

EL ZOO ESTELAR

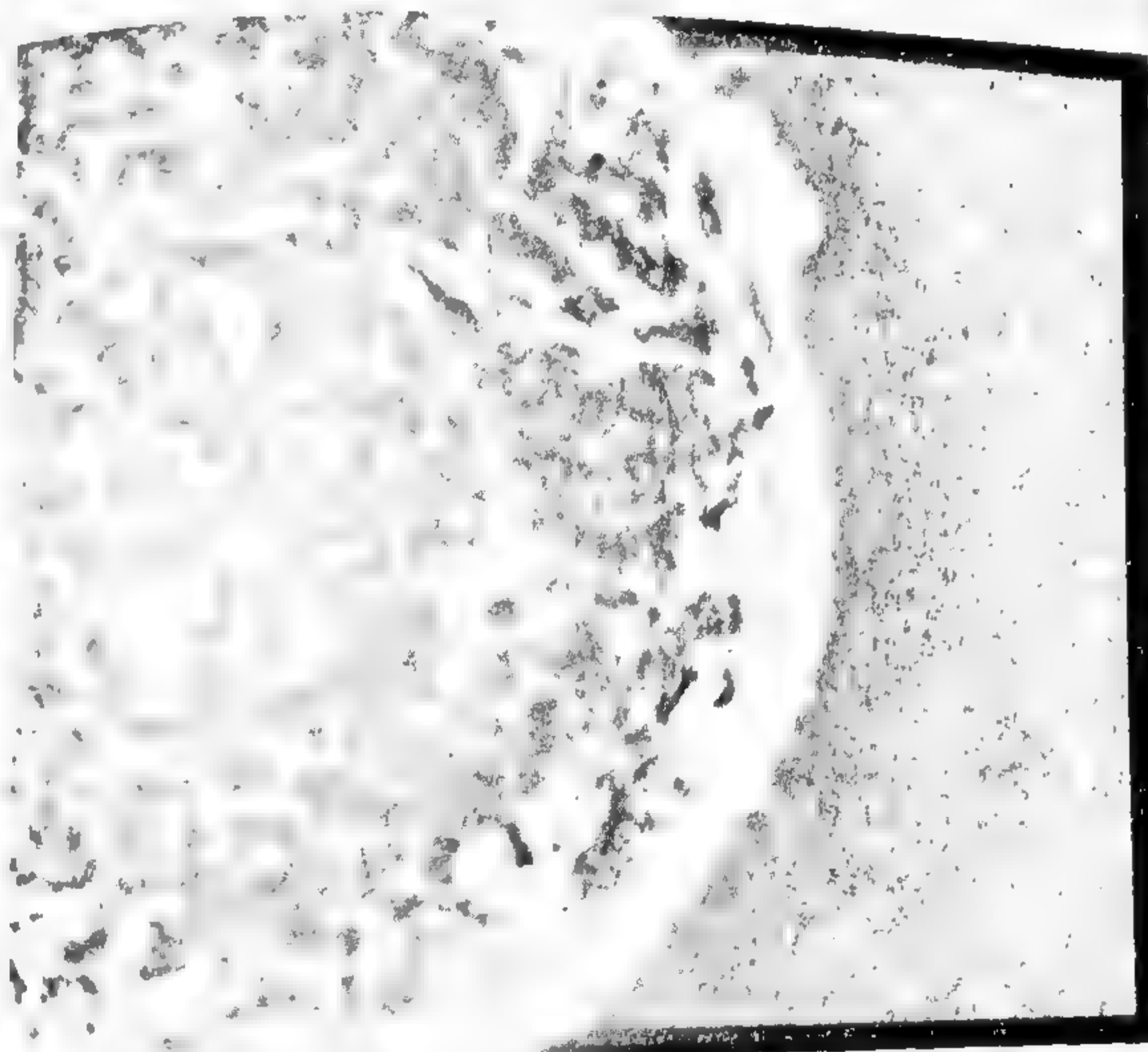
Si colocamos diferentes tipos de estrellas a la misma distancia, como muestra la figura, podemos comparar realmente sus propiedades. Aunque aparentemente son puntos más o menos brillantes en el cielo, existen grandes diferencias entre ellas. Durante la mayor parte de su vida, las estrellas son esferas de plasma que presentan un equilibrio entre dos fuerzas: la gravedad, que trata de contraerla, y la presión generada en el interior como consecuencia de las reacciones de fusión nuclear, que trata de expandirla. Al formarse una estrella, gran parte de sus características vienen definidas por la cantidad de materia que finalmente la constituye. Se denominan «estrellas» los objetos astronómicos que son capaces de llevar a cabo reacciones de fusión nuclear en su núcleo. Objetos más pequeños son denominados cuerpos subestelares, planetas o cuerpos menores. También existe un límite superior a la masa que puede tener una estrella. Pero el rango de masas posibles es muy amplio: típica-



Clase	Temperatura (K)	Color convencional	Masa	Radio	Luminosidad
O	De 28 000 a 50 000	Azul	60	15	140 000
B	De 9 600 a 28 000	Blanco azulado	18	7	20 000
A	De 7 100 a 9 600	Blanco	3,1	2,1	80
F	De 5 700 a 7 100	Blanco amarillento	1,7	1,3	6
G	De 4 600 a 5 700	Amarillo	1,1	1,1	1,2
K	De 3 200 a 4 600	Amarillo anaranjado	0,8	0,9	0,4
M	De 1 700 a 3 200	Rojos	0,3	0,4	0,04

La figura muestra un ejemplo de estrella de cada una de las clases espectrales principales, dibujadas a la misma escala. En todos los casos, el periodo de su vida en el que se hallan se conoce como *secuencia principal*. En líneas generales, al término de esta etapa, las estrellas cambian de tamaño. Este último efecto resulta especialmente espectacular en las de gran masa, que durante un tiempo se vuelven todavía más voluminosas.

mente desde una décima de la masa del Sol a un centenar de veces mayor. Esas diferencias de masa implican asimismo grandes diferencias en otros aspectos: tamaño, brillo, temperatura superficial, temperaturas en sus núcleos, elementos que se sintetizan en su interior o esperanza de vida, por citar solo algunos. Conocer la distancia, la magnitud absoluta y el color de las estrellas nos permite deducir, entre otras cosas, su temperatura y su radio. Existe una clasificación para las estrellas atendiendo a su tamaño en la que históricamente se les asocia una serie de letras, que nos permiten conocer, *grosso modo*, las características de las mismas; de mayor a menor: O, B, A, F, G, K, M. En la tabla se muestran, de manera general y aproximada, sus características principales, incluyendo temperatura en kelvins (K), así como masa, radio y luminosidad. En cada uno de estos tres últimos casos, se toma como valor de referencia el del Sol, que es 1.



Comparación entre el tamaño del Sol (el puntito luminoso de la derecha) y una estrella gigante azul, lo bastante grande como para ser catalogada en la categoría de supergigante.

u otro ojo; o si disponemos de dos gafas, veremos que podemos observar por el filtro de igual color y que resulta difícil hacerlo por el del otro color.

Existen muchos tipos de filtros. Los más comunes son los *filtros anchos*, calificativo que se les da por dejar pasar un rango amplio de luz del espectro. Hemos visto que el rango visible abarca desde los 380 nm del violeta a los 750 nm del rojo, unos 370 nm en total. Los filtros de banda ancha suelen dejar pasar entre 80 y 100 nm. Un conjunto de filtros muy utilizado en astronomía son los cinco filtros UBVRI, que dejan pasar la luz centrada en los colores violeta, azul, verde, rojo e infrarrojo cercano. Los filtros B, V y R se corresponderían bastante bien con nuestros fotorreceptores.

Muchos observatorios tienen sus propios filtros, pero fundamentalmente se trata siempre de lo mismo: dejar pasar un rango bien conocido del espectro. Por supuesto, existen filtros en cualquier rango. Un filtro infrarrojo, por ejemplo, aparentará ser algo parecido a una pieza de metal. Obviamente no veremos nada a través de él, porque estará dejando pasar solo un determinado rango del espectro en infrarrojo. Es muy importante que los filtros estén calibrados de forma que las medidas realizadas sean comparables y puedan ser contrastadas por cualquier otro investigador en cualquier lugar o momento. Es necesario ser muy escrupuloso en la caracterización de los filtros que se utilicen, y para ello se dispone de estrellas estándar para las que se conocen con gran precisión sus magnitudes en cada filtro, de forma que cualquier astrónomo pueda caracterizar los suyos y ponerlos en un sistema común.

La temperatura de las estrellas

Cuando miramos una estrella a simple vista, estamos valorando la luz que llega a nuestros ojos y es detectada por cada uno de los tres tipos de fotorreceptores del color de la retina. Dependiendo de sus proporciones, asignamos un color u otro a la estrella. En astronomía utilizamos los filtros para determinar con preci-

sión sus colores, y basta para ello medir su brillo a través de dos filtros. Es importante recordar que las estrellas se comportan como cuerpos negros, cuya distribución de energía viene dada por la ley de Planck y es única para cada temperatura.

Sabiendo cómo obtener los brillos de las estrellas y las distancias a ellas, es posible determinar sus magnitudes absolutas. También podemos determinar, entre otros parámetros, sus temperaturas. Pero no todo el conocimiento actual sobre el cosmos proviene de parámetros directos como los que hemos visto. Se necesitan también modelos teóricos basados en fundamentos físicos que nos ayuden a interpretar qué estamos midiendo.

El diagrama color-magnitud

Los primeros pasos para llegar al entendimiento sobre qué son las estrellas y su evolución se llevaron a cabo hace poco más de cien años, gracias a una representación gráfica audaz que enfrenta sus magnitudes absolutas y temperaturas. Si colocamos las estrellas en un diagrama de forma que en el eje horizontal las ordenamos según sus temperaturas, con las más frías a la derecha y las más calientes a la izquierda, y en el eje vertical las posicionamos según su magnitud absoluta, con las más brillantes arriba y las más débiles abajo, el resultado no es una distribución aleatoria ni homogénea de estrellas, como podríamos pensar. Las estrellas se agrupan y sitúan en regiones bien definidas. A este tipo de representación se la denomina *diagrama color-magnitud* o diagrama de Hertzsprung-Russell, en honor a los dos primeros astrofísicos que lo elaboraron e interpretaron (figura 5).

Hoy en día se sabe que las estrellas son esferas en un estado de la materia particular, el *plasma* (un gas supercaliente y cargado eléctricamente), en las que durante casi toda su vida existe un equilibrio entre la fuerza de la gravedad, que tiende a comprimirlas, y una presión interior que tiende a impedirlo y cuyo origen es la fusión nuclear, la fuente de energía que las hace brillar. También se sabe que las estrellas nacen, viven y mueren.

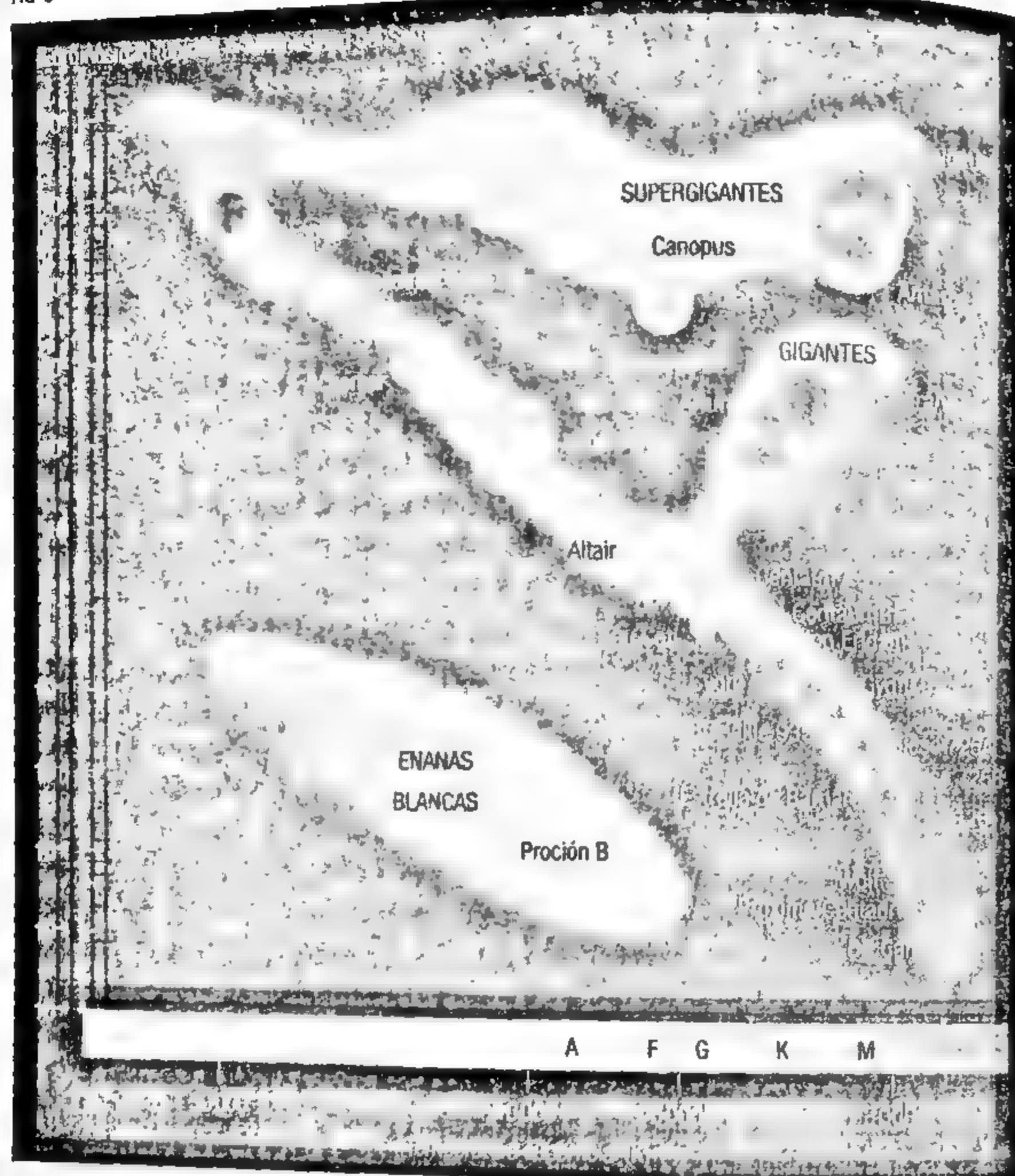


Diagrama color-magnitud, con indicación de las zonas principales ocupadas por distintos tipos de estrellas.

Todas las estrellas del firmamento morirán, y otras surgirán de las cenizas de sus predecesoras, por así decirlo. El Sol ha existido como estrella desde hace unos 5000 millones de años, y

probablemente le quede otro tanto por delante. Pero el conocimiento y el estudio de la evolución estelar no resultan triviales, y representaciones como el diagrama color-magnitud resultaron de vital importancia para alcanzar estos conocimientos.

Ya hemos visto que la astrofísica es un área de la ciencia singular, donde no se puede interactuar con los objetos de nuestro estudio debido a las enormes distancias. Además, las estrellas tienen ciclos de miles de millones de años y no podemos reproducir, acelerar o ralentizar los procesos que ocurren en el cosmos. Con estos impedimentos, podría parecer una misión imposible llegar a estudiar y entender su evolución. Pero pensemos cómo funcionan otras áreas de la ciencia, como puede ser la biología. Con ella sí que se puede ver nacer, vivir, reproducirse y morir a cualquier tipo de ser vivo. Sin embargo, un biólogo no necesita seguir todo el ciclo evolutivo de un espécimen desde su nacimiento hasta su muerte para llegar a entenderlo. Le basta un corto periodo de tiempo, y la posibilidad de estudiar distintos especímenes en las diversas fases de su desarrollo. En astrofísica ocurre algo similar, aunque llevado al extremo. Durante nuestra vida apenas tenemos tiempo de conseguir una pocas instantáneas de la evolución del universo, pero disponemos de una amplia muestra de especímenes con la que poder trabajar, cada uno en su propio estado evolutivo: algunos naciendo y otros muriendo, mientras que la mayoría se encuentra en algún punto entre estos dos extremos. Toda la historia de las estrellas puede ser narrada a través del diagrama color-magnitud.

Variabilidad

Otra parte muy importante de la fotometría es la referente al estudio de la variabilidad del brillo de los astros a lo largo del tiempo. Gracias a ella podemos, por ejemplo, detectar estrellas dobles y determinar sus masas, las distancias a galaxias cercanas y lejanas, o descubrir y estudiar nuevos exoplanetas.

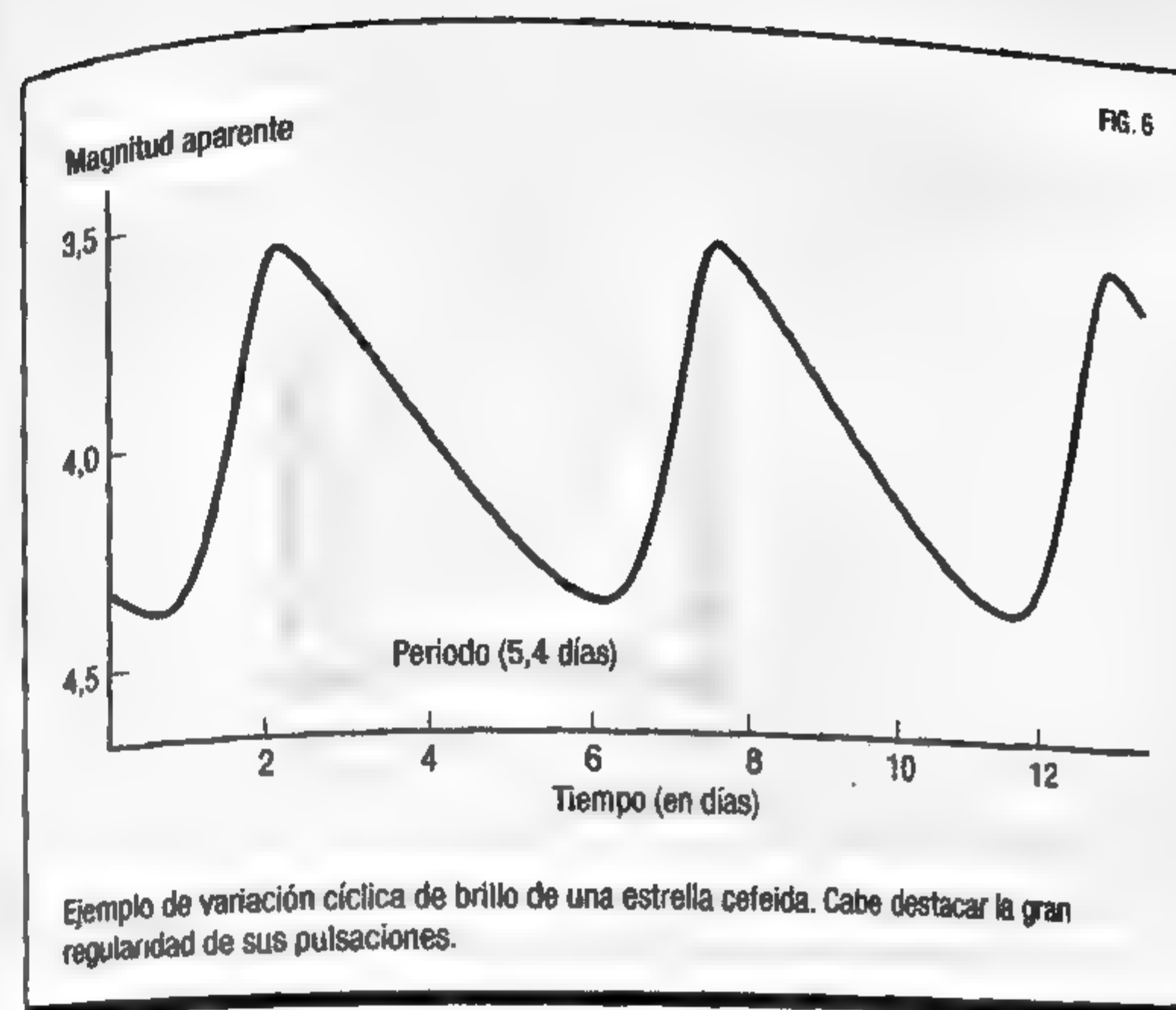
Al observar las estrellas podemos percibir, aun a simple vista, que algunas varían su brillo aparente con el paso del tiempo. Ya

hemos citado el caso de Algol, una estrella cuya variabilidad fue registrada hace más de tres mil años por los egipcios. Pero existen muchas variables más, y de tipos muy diversos. Para empezar, debemos diferenciar entre las estrellas que varían de brillo por sí mismas (ya sea porque modifican su tamaño, se encuentran en etapas finales de su evolución u otras razones) de aquellas cuya variación es debida a fuentes externas (tales como discos de acreción, nebulosas de gas y polvo, estrellas compañeras o sistemas planetarios que las eclipsan, etc.). A las primeras las denominamos *variables intrínsecas*, y a las segundas, *extrínsecas*.

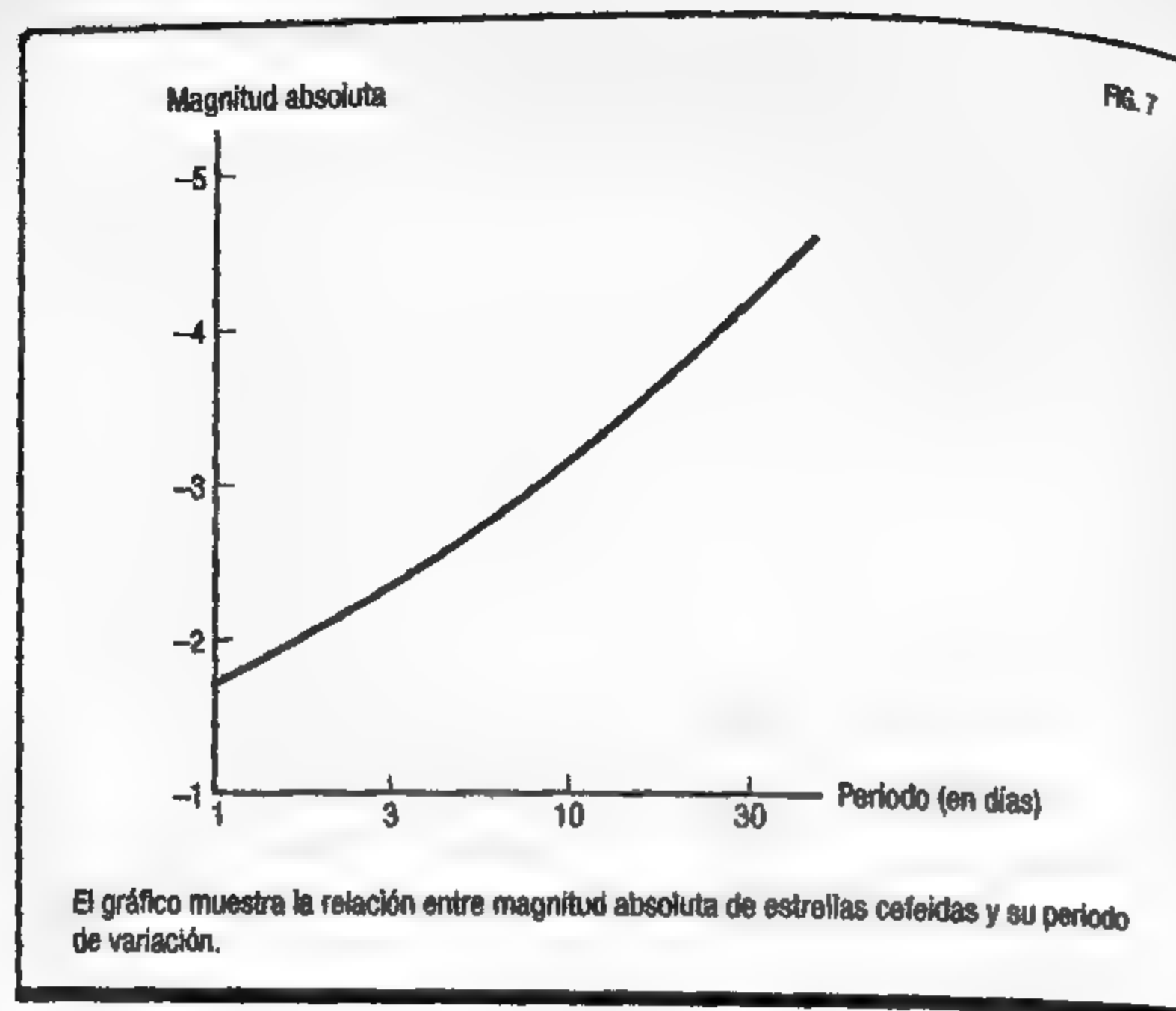
Para estudiar la variabilidad se realiza un gráfico denominado *curva de luz*, en el que se representa el brillo a lo largo del tiempo. A partir de dicha curva podremos llevar a cabo algunas averiguaciones. ¿Es la curva de luz periódica, irregular o única? Es decir, ¿se repite cada cierto tiempo de igual forma o no? Si se repite, ¿con qué periodicidad (milisegundos, minutos, horas, días, años)? ¿Cómo es la forma de la curva? Diferentes objetos producirán distintos perfiles. Veamos unos pocos ejemplos de especial interés en astrofísica, empezando por algunas variables intrínsecas.

Determinando distancias intermedias

Algunas estrellas se comportan de manera muy regular en sus pulsaciones. Un caso especialmente relevante es el de las *cefeidas*. Se trata de estrellas gigantes amarillas que experimentan pulsaciones con periodos muy regulares que van de un día a varias semanas. Su nombre proviene de la estrella Delta Cephei, la primera en ser descubierta por John Goodricke en 1784. Las cefeidas son importantes porque han servido como herramientas con las que averiguar algunas distancias cósmicas. Obtener la curva de luz de una cefeida es sencillo porque su periodo suele ser de varios días y las variaciones de brillo son notables (figura 6). Henrietta Leavitt fue la primera en determinar que su luminosidad (magnitud absoluta) estaba directamente



relacionada con el periodo de su variación: cuanto más largo, más luminosa será la estrella. Una vez observadas muchas cefeidas cercanas, cuya distancia podemos medir mediante paralaje, podemos obtener una relación entre magnitudes absolutas y periodos (figura 7). Con ello tendremos una potente herramienta para medir distancias a galaxias cercanas. Bastará medir el periodo de cefeidas en otras galaxias para poder estimar a qué distancia se encuentran con arreglo a su magnitud absoluta. Existen muchas cefeidas suficientemente cerca para poder determinar sus distancias de forma precisa mediante el paralaje. Conociendo la verdadera distancia, su brillo y periodo correspondiente, podemos establecer una relación precisa entre el periodo y su luminosidad. Con posterioridad, utilizando dicha relación se puede determinar la luminosidad (magnitud absoluta) de una cefeida conociendo simplemente su periodo, y de su magnitud aparente determinar la distancia a la que se encuentra. Las cefeidas son lo bastante brillantes como para poder ser observadas individualmente en galaxias cercanas y, de



esta forma, determinar con precisión la distancia hasta las mismas. Edwin Hubble usó este método para probar que las hasta entonces llamadas nebulosas espirales eran, en realidad, otras galaxias. Como curiosidad habría que decir que Polaris, la Estrella Polar, es una cefeida.

Midiendo el universo a grandes distancias

En ocasiones las estrellas varían muchísimo de brillo de forma no periódica, sino única: es el caso de las supernovas. Existen distintos tipos de supernova (hubo que obtener numerosas curvas de luz para llegar a clasificarlas), pero de especial interés son las de tipo Ia (Ia). Veamos, en pocas palabras, cómo creemos que es el proceso que desencadena este tipo de colosal explosión.

Para empezar, necesitamos un sistema doble de estrellas no demasiado grandes. Eso no parece difícil, es algo bastante

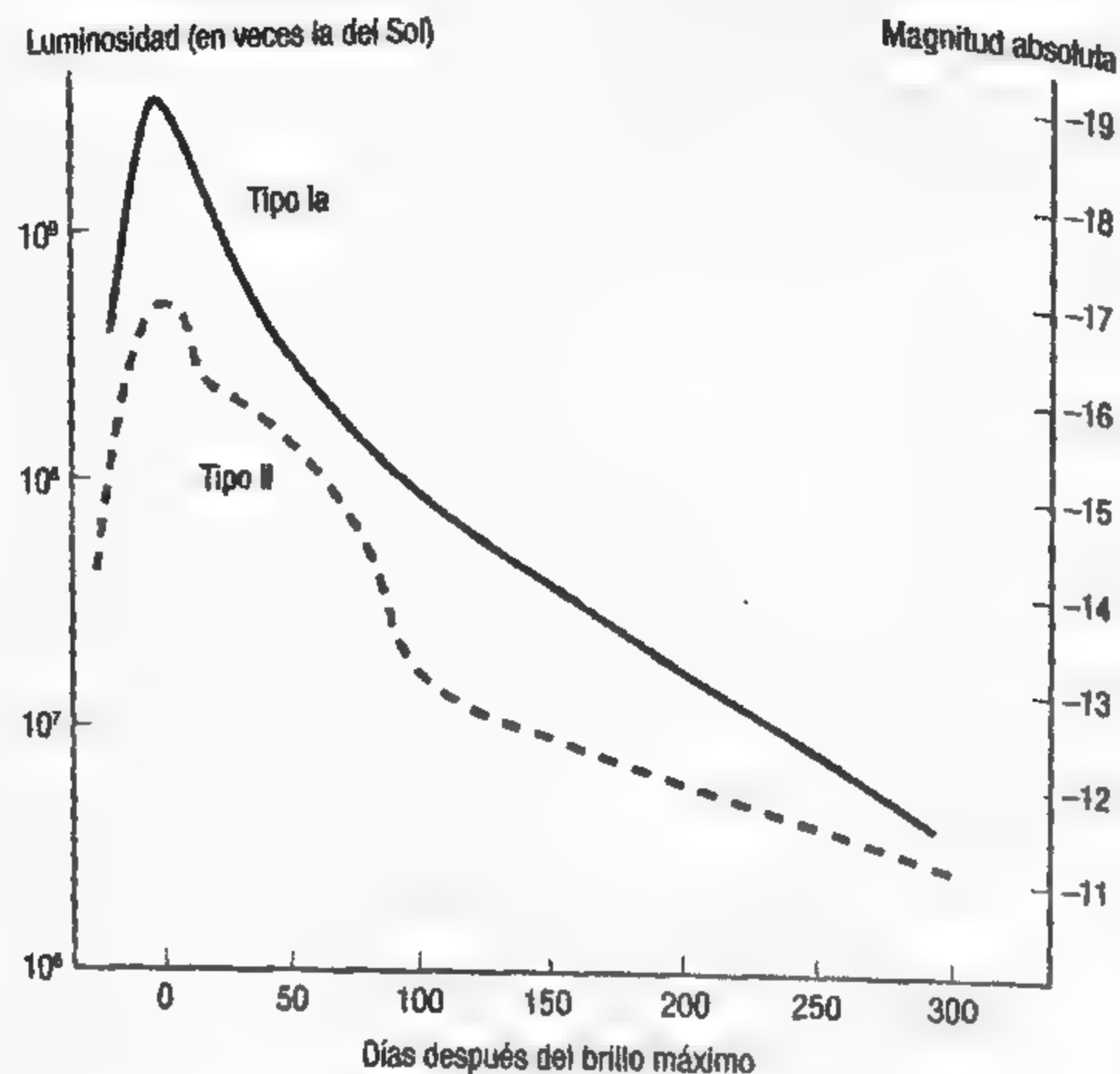
habitual. Rara vez tenemos dos estrellas idénticas, así que una de las estrellas suele ser algo más masiva que su compañera y, por lo tanto, muere primero en la forma que lo hará nuestro Sol, como una nebulosa planetaria que deja una enana blanca en su centro. Con el tiempo, la otra estrella también llega a las fases finales de su vida, convirtiéndose en gigante roja, previa a la fase de nebulosa planetaria. Si el sistema binario es suficientemente cerrado, o lo que es lo mismo, las estrellas están muy próximas, la gigante roja comenzará a traspasar materia, fundamentalmente hidrógeno y helio, a la enana blanca, que se irá acumulando como combustible nuclear sin «quemar» hasta que el sistema alcanza un desequilibrio y llega la «gota que colma el vaso», haciendo que la enana blanca, con el combustible adicional proporcionado por la gigante roja, explote de forma extremadamente violenta, alcanzando un brillo muchas veces superior a toda la galaxia que la alberga durante algún tiempo. Debido a que la materia necesaria para que la estrella explote es muy precisa, la luminosidad que alcanzan este tipo de explosiones es siempre muy parecida, o como se dice en astrofísica, de una magnitud absoluta bastante precisa (figura 8). Eso nos facilita dos cosas: primero, que su observación sea posible incluso en galaxias lejanas, y segundo, que podamos determinar con mucha precisión la distancia a la que se encuentra dicha galaxia. Este método de medir distancias configura el tercer escalón en la escalera de distancias del universo y nos permite medir distancias a galaxias bastante alejadas.

Determinando masas y radios estelares

Las variables de tipo extrínseco resultan muchas veces más fáciles de interpretar, sobre todo porque la variabilidad resulta de su estructura geométrica.

Hoy en día se estima que tres cuartas partes de las estrellas se encuentran formando sistemas binarios o de más estrellas. En general, dos estrellas ligadas gravitatoriamente pueden distinguirse como estrellas individuales solo si su separación es

FIG. 8

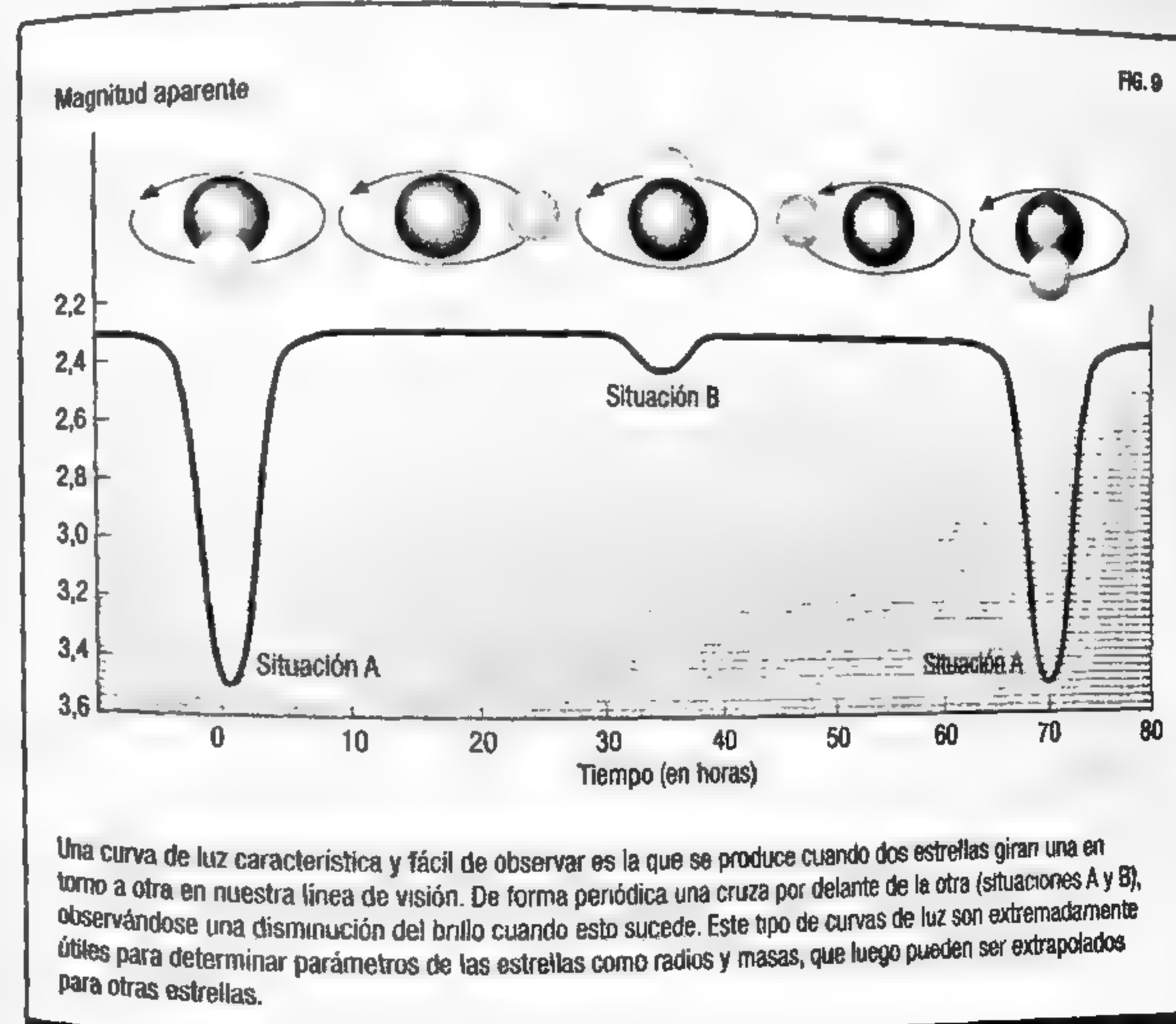


El extraordinario brillo de una explosión de supernova tipo Ia (1a) hace posible observarlas a enormes distancias. Además, su curva de luz es muy característica, alcanzando un brillo máximo muy constante, por lo que resulta muy útil para determinar la distancia a la galaxia en que se encuentra.

suficiente para la distancia a la que se encuentran. Como vimos, estaremos limitados por el poder de resolución de nuestro instrumento. Muchas de las estrellas del firmamento, aunque parecen una, son sistemas de dos o más, tales como Sirio o Alfa Centauri. Cuando no pueden distinguirse individualmente a través de los telescopios, aún existen métodos espectroscópicos que nos permitirán determinar sus características. Sin embargo, existen casos singulares de excepcional utilidad que podemos estudiar mediante la fotometría.

Estrellas binarias eclipsantes

Una *binaria eclipsante* es un sistema estelar doble en el que el plano orbital de ambas estrellas coincide con nuestra línea de visión, pasando parcial o totalmente una por delante de la otra de forma periódica y alternada. La forma de reconocer una binaria eclipsante es realizar una curva de luz (figura 9). En caso de serlo, se apreciarán dos disminuciones periódicas de luz, denominadas eclipses o tránsitos. Los tránsitos pueden ser similares, o variar en profundidad y forma, dependiendo de la relación de tamaños de las estrellas que conforman el sistema, y del ángulo de inclinación de las órbitas respecto a nuestra línea de visión. Resulta sencillo determinar el periodo orbital de estos sistemas



Una curva de luz característica y fácil de observar es la que se produce cuando dos estrellas giran una en torno a otra en nuestra línea de visión. De forma periódica una cruza por delante de la otra (situaciones A y B), observándose una disminución del brillo cuando esto sucede. Este tipo de curvas de luz son extremadamente útiles para determinar parámetros de las estrellas como radios y masas, que luego pueden ser extrapolados para otras estrellas.

estelares, dado que es el tiempo transcurrido entre dos tránsitos iguales. Las formas de los tránsitos son también importantes. Cuando una de las estrellas oculta totalmente la otra, o transita delante de ella, la forma de la curva de luz tiene una pendiente, al entrar y salir la estrella más pequeña, y es horizontal durante el resto del tiempo. En cambio, si ambas estrellas no se llegan a ocultar totalmente, el perfil del tránsito tiene forma de «V». Cuando se ocultan totalmente son una estupenda oportunidad para obtener mediciones directas de masas y radios estelares. A medida que se encuentran y miden con precisión estrellas en sistemas binarios eclipsantes, estas se convierten en patrones de calibración para recabar masas, radios y temperaturas de otras estrellas. Poco a poco, el continuo aumento de información ayuda a colocar todas las piezas en su sitio e ir componiendo el puzle que representa nuestro universo.

La fotometría ha demostrado ser una técnica instrumental útil para obtener información sobre el cosmos. Ahora se sabe cómo, gracias a ella, podemos medir distancias a estrellas cercanas y no tan cercanas, y determinar sus brillos absolutos, tamaños, masas y temperaturas superficiales, entre otros parámetros. También hemos visto cómo la combinación de ellos nos permite elaborar diagramas que nos ayudan a entender la evolución de las estrellas. Comenzamos a tener una idea sobre cómo se mide y estudia el universo. Pero se puede llegar aun más lejos si aprovechamos las capacidades que nos ofrece otra técnica: la espectroscopia.

ESPECTROSCOPIA PARA ANALIZAR LA LUZ

Las estrellas, más allá de nuestro Sol, están tan lejos que toda su luz nos llega de un punto, de forma que nos resulta imposible verlas como esferas, como un cuerpo tridimensional. Situarlas en el espacio no ha sido fácil, pero gracias a los telescopios y a la fotometría lo hemos conseguido, así como medir su masa y sus minúsculos desplazamientos en el firmamento. Hemos podido medir el cosmos. Ahora queremos ir más allá y saber,

entre otros parámetros, la composición química de las estrellas, a qué velocidad giran sobre su eje o qué temperatura tiene esa superficie que no podemos llegar a ver. Es más, queremos saber la composición química y la edad del propio universo, medir y estudiar objetos invisibles como los agujeros negros, o descubrir planetas similares a la Tierra donde exista vida, aunque se encuentren a distancias inalcanzables. Para resolver estos nuevos retos utilizaremos una técnica distinta que nos dotará de las herramientas necesarias: la espectroscopia.

Hasta el momento hemos utilizado toda o, cuando interponemos algún filtro, parte de la luz proveniente de los astros para estudiarlos, sin tener en cuenta la longitud de onda de cada fotón. Hemos sumado toda su información y de ella hemos obtenido resultados interesantes. Pero ahora vamos a ser mucho más minuciosos y vamos a estudiar cada fotón que nos llega de forma individual, clasificándolo según su longitud de onda.

Para conseguir esta ordenación de los fotones disponemos de dos principios ópticos que ya hemos visto y que nos permitirán clasificarlos según sus distintas longitudes de onda: la refracción y la difracción, esta última combinada con la *interferometría*. El elemento óptico más sencillo capaz de dispersar la luz en sus distintas longitudes de onda es *el prisma*. Este es capaz de desviar con ángulos diferentes los rayos de luz de las distintas longitudes de onda debido a que el índice de refracción de la luz varía progresivamente con cada valor de la misma. Newton fue uno de los primeros en descomponer la luz del Sol en los colores del arcoíris. La refracción es algo común y su efecto dispersor de la luz es también evidente los días en que se combina la lluvia con el Sol, dando lugar al citado arcoíris. El otro elemento óptico, más común en la actualidad para estos fines, es la denominada *red de difracción*. Se trata de un elemento similar a la doble rendija, pero, en este caso, con centenares de ellas por milímetro que hacen que la dispersión de la luz sea debida a la difracción

La espectroscopia puede probablemente responder a la pregunta: ¿hay alguien ahí fuera?, ¿estamos solos?

GARIK ISRAELIAN

de las rendijas, unido a las interferencias entre todas ellas. Se consigue así un resultado similar al del prisma, pero con la ventaja de que podemos optimizar el poder de dispersión de la luz controlando su anchura y el número de rendijas por unidad de distancia. Joseph von Fraunhofer, probablemente el padre de la espectroscopia e inventor de las redes de difracción, construyó las primeras usando alambres muy finos colocados de forma paralela. Las redes de difracción pueden ser de transmisión, de forma que la luz pase a través suyo (como las de Fraunhofer), o de reflexión, algo similar a una microscópica escalera recubierta de delgadísimo espejos.

El instrumento que nos va a permitir ordenar los fotones según sus longitudes de onda es el *espectrógrafo*. A este dispositivo, compuesto de varios elementos, lo podemos describir en pocas palabras como un instrumento capaz de ordenar, clasificar y contar los fotones que llegan (o dejan de llegar) de cualquier fuente de luz. Su finalidad es conseguir una imagen de la luz ordenada por longitudes de onda, a la que denominamos *espectro*. Al igual que para hacer fotos no necesitamos conocer el interior de la cámara fotográfica, no es necesario tampoco conocer en detalle un espectrógrafo para entender cómo se analiza el cosmos con este instrumento. De todos modos, una somera descripción puede resultar útil. Hoy en día la mayoría de los telescopios profesionales (y muchos de aficionados) están equipados con uno o más de estos precisos instrumentos, casi siempre valiosas obras de ingeniería que combinan óptica, mecánica, electrónica, criogenia, software... pero nos basta describir una versión muy sencilla para entender cómo funciona. El espectrógrafo comienza con una rendija que colocaremos en el foco del telescopio. La precisión del espectro depende en gran medida de la anchura de esta. Será algo así como el grosor de un tamiz, que nos permitirá separar con mayor o menor detalle los fotones recolectados, debido a que las líneas, en el espectro final, serán al menos tan anchas como esta, pero una rendija muy fina dejará pasar muy poca luz. Se debe alcanzar un equilibrio en este punto, buscando la rendija más fina posible que nos permita realizar nuestras medidas. A continuación de-

bemos colocar un sistema óptico, llamado *colimador*, que hace que todos los haces de luz salgan paralelos hacia el elemento dispersor, ya sea un prisma o una red de difracción. De esta manera inciden todos con el mismo ángulo y son dispersados, según sus longitudes de onda, de igual forma, compartiendo todos los de igual longitud de onda el mismo ángulo de salida. Una vez dispersados, los rayos deben volver a ser enfocados con otro sistema óptico, llamado *lente de cámara*, de forma que se agrupen los fotones por colores (longitudes de onda) hasta componer la imagen final, el citado espectro. Este será una sucesión continua de imágenes de la rendija de todos los colores, pero ordenadas según cada longitud de onda. Visualmente, es la imagen que todos tenemos del arcoíris fruto de hacer pasar la luz del Sol a través de un prisma. Ese arcoíris es, realmente, la parte en el rango visible del espectro del Sol. Recordemos que cada color se corresponde con una longitud de onda. Si hacemos una representación gráfica de las distintas longitudes de onda frente al número de fotones en cada una de ellas, obtendremos una versión gráfica del espectro, más útil a la hora de hacer mediciones cuantitativas.

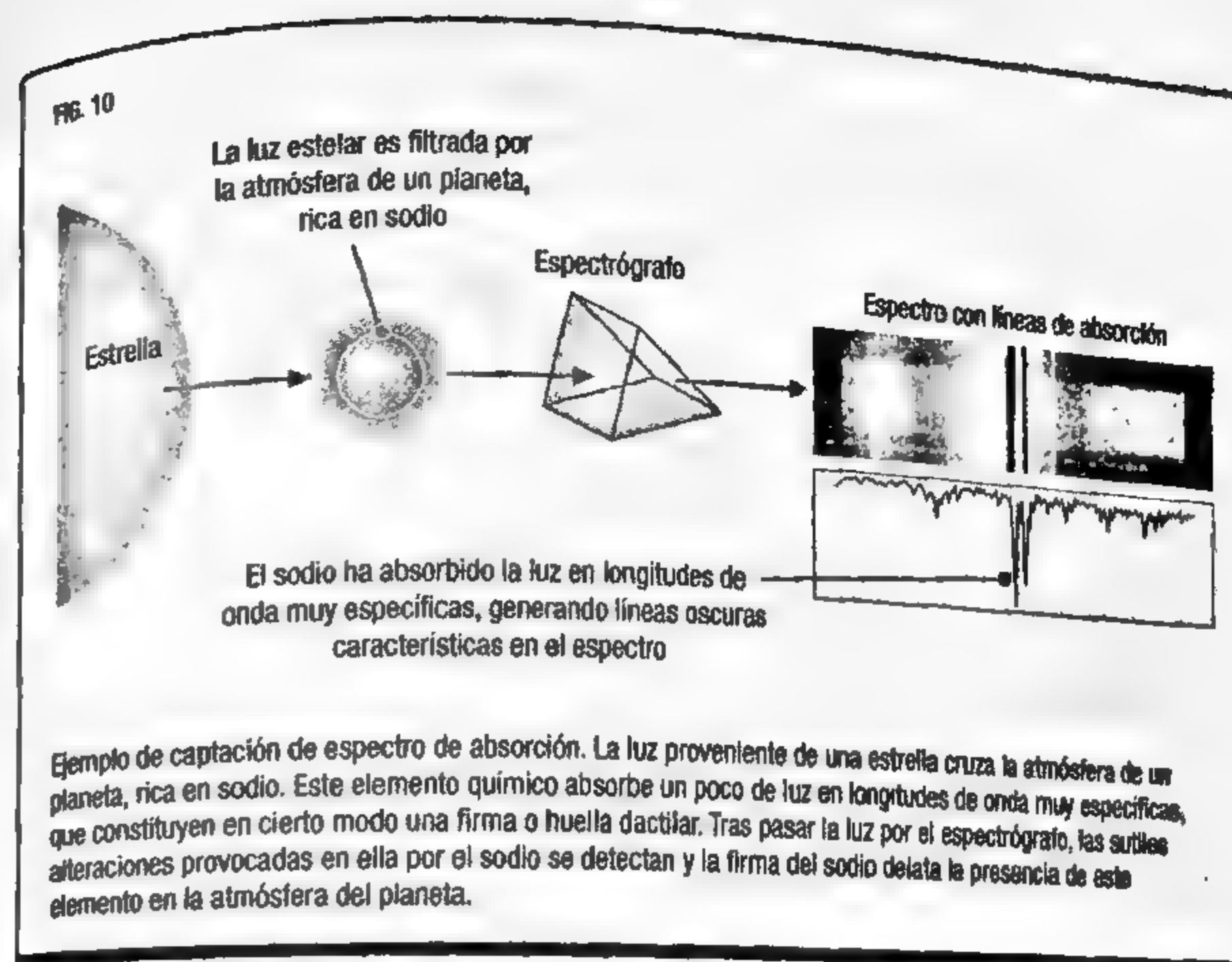
Si no estamos familiarizados con estos términos, puede resultar difícil comprender la dispersión de la luz y su clasificación según sus longitudes de onda. Recapitulemos, utilizando un símil, para tratar de verlo de otra forma. Tenemos una guardería infantil donde se utilizan ceras (crayones o lápices de cera) de colores, y queremos saber cuántas se han utilizado al cabo de un mes. Una forma sencilla de calcularlo sería pesar todas las ceras al principio y al final del mes, y dividir el resultado de su resta entre el peso de una cera. Esto nos daría cuántas ceras han gastado los alumnos, y sería algo equivalente a realizar fotometría: estamos calculando el número total de ceras consumido. Las ceras representan los fotones. Si solo pesáramos las ceras de un determinado tono, pongamos rojas, amarillas y naranjas, todas juntas, sería algo semejante a utilizar un filtro. Pero si queremos obtener más detalles de lo que pasa en el aula, podemos ser más concienzudos en nuestro trabajo. Comencemos por separar en distintas cajas las ceras según sus colores, y luego las compara-

remos con el número de ceras de cada color a principios de mes. De esta forma sabremos, no solo el número total de ceras consumidas, sino que comprobaremos, por ejemplo, que las ceras roja y azul celeste son las más utilizadas y deberemos comprar de estas en mayor cantidad. Un espectrógrafo separa y clasifica los fotones, la luz, como hemos hecho con las ceras, repartiéndolos en distintas cajas según cada color. El tamaño de la caja, o más bien el grado de detalle con que elegimos el color de cada cera, viene definido por el ancho de la rendija. Una secuencia de cajas, cada una con ceras de un único color, y ordenadas según los colores del arcoíris, se corresponde con el espectro visible. Si finalmente contamos las ceras en cada caja y realizamos una gráfica de barras correspondiente al número de ceras por caja en la pizarra, estaremos realizando una representación gráfica del «espectro» de ceras. En astrofísica debemos imaginar no solo 24 colores, sino varios cientos, miles o incluso cientos de miles, ya que al dispersar la luz, no solo tenemos luz visible, sino también luz infrarroja, ultravioleta... de cualquier rango del espectro electromagnético.

Estructuras observables en los espectros

Cuando obtenemos un espectro, podemos encontrarnos con distintas situaciones. Si estamos analizando una fuente de luz similar a un cuerpo negro, como puede ser una bombilla incandescente en casa, observaremos que el espectro se muestra de forma continua, pudiendo ajustarse su distribución a la de la radiación de un cuerpo negro a esa misma temperatura, perfectamente definida por la ley de Planck. A este espectro lo denominamos *continuo*. Varía progresivamente de una longitud de onda a la siguiente, sin saltos ni interrupciones.

Un caso distinto es el del espectro solar. Este se comporta, en gran medida, como un espectro continuo. Todas las estrellas emiten luz de forma muy similar a un cuerpo negro, pero veremos que sobre este espectro continuo aparecen además líneas oscuras, donde la luz de determinadas longitudes de onda ha



desaparecido, total o parcialmente. A estas líneas más oscuras las denominamos *líneas de absorción*, y al espectro correspondiente, mayoritariamente continuo y con algunas líneas oscuras, *espectro de absorción* (figura 10).

Por último nos queda un tercer tipo de espectro, donde lo que destacan son líneas brillantes sobre un fondo oscuro. La fuente de luz solo emite unas determinadas longitudes de onda. Este es el denominado *espectro de emisión*, y las líneas correspondientes, *líneas de emisión*. Una fuente de luz adecuada para observar un espectro de emisión es una lámpara de sodio o de neón, por ejemplo.

Podemos obtener distinta y variada información de los espectros: alguna macroscópica, como la temperatura o la velocidad, y otras a nivel atómico, como la composición de elementos químicos presentes y sus proporciones. Para ello deberemos prestar atención a su continuo y a sus líneas, tanto de absorción como de emisión.

Átomo a átomo se construye el universo

Aunque seguramente obvio, resulta curioso que para entender lo más grande, el universo, tuvimos previamente que entender lo más pequeño, el átomo. Y es precisamente ese diminuto tamaño una de las dificultades principales a la hora de desvelar su estructura y su forma de relacionarse con la luz. Para hacernos una idea de su infinitesimal tamaño basta saber que existen más átomos en un solo vaso de agua que estrellas en todo el universo.

Además, no existe una variedad inconmensurable de ellos, más bien todo lo contrario. Este es probablemente uno de los conocimientos más básicos e importantes obtenidos por la ciencia. De tener algo en común con una civilización extraterrestre avanzada desde el punto de vista científico, ello sería muy posiblemente la tabla periódica de los elementos químicos. Sorprende que con menos de un centenar de elementos se pueda formar cualquier cosa: una piedra, un coche, un ser vivo, una estrella o una galaxia. El Sol, por ejemplo (al igual que casi toda la materia visible del universo), está formado en unas tres cuartas partes de hidrógeno, consistiendo casi la cuarta parte restante en helio, es decir, los dos átomos más sencillos (¡juntos suman el 98% de los átomos del universo!). Nosotros estamos compuestos en unas dos terceras partes de oxígeno, además de carbono, hidrógeno, nitrógeno, calcio, fósforo, potasio, azufre, sodio, cloro, magnesio, hierro... elementos en su mayoría mucho menos comunes en el universo. Uno de los resultados más impactantes de la astrofísica es que todos los átomos más complejos que el hidrógeno y el helio se han sintetizado en el interior de las estrellas o en procesos estelares. No olvidemos que somos, literalmente, polvo de estrellas.

Para entender cómo funciona la espectroscopia, y cómo podemos averiguar tantas cosas a partir de los espectros, debemos repasar previamente qué es un átomo y cuál es su estructura, así como entender cómo interacciona con los fotones.

Los átomos son los integrantes más sencillos de cualquier cosa que descompongamos, manteniendo sus propiedades como ele-

mento químico. De forma muy simplificada podemos decir que tienen un núcleo con un número entero de partículas llamadas neutrones y protones. Los protones tienen carga positiva mientras que los neutrones, con masa sutilmente mayor, no tienen carga. El número de protones identificará al átomo en particular. Un protón para el hidrógeno, dos para el helio, tres para el litio, y así sucesivamente, como se puede repasar en la tabla periódica de los elementos químicos. Como se ha dicho, los átomos están compuestos por un número entero de protones en su núcleo, lo cual ayudó a identificar cada elemento químico y a confeccionar un inventario ordenado de ellos en esa tabla. Hoy en día conocemos los 94 elementos químicos que existen de forma natural en el universo, y se ha comprobado que todos ellos están presentes en la Tierra.

Los átomos tienen una estructura a su alrededor en forma de diversas capas u *orbitales* ocupados por electrones, de carga negativa (opuesta a la de los protones), aunque de masa casi dos mil veces menor, que además no pueden distribuirse de cualquier forma ni posicionarse en cualquier lugar. El número de electrones en los átomos es normalmente igual al número de protones, neutralizándose así sus cargas, aunque puede darse el caso de que se pierdan o ganen electrones, para dar lugar a un ion. Existen una serie de leyes que establecen qué configuración atómica es posible y cuál no. Pero estas páginas están dedicadas a la astrofísica y no a la física atómica, así que no entraremos en más detalles. Lo que buscamos es saber cómo obtener la composición química de las estrellas, planetas, galaxias y nebulosas, sin poder acceder a ellas directamente y, por lo tanto, sin poder tomar una muestra.

Cada elemento químico tiene su código de barras

Lo que nos importa de todo esto es que los electrones solo pueden ocupar determinados orbitales, también llamados *niveles de energía*, perfectamente definidos. Estos niveles de energía podemos imaginarlos como una escalera. Podemos subir o ba-

jar un escalón, o dos, o saltar varios, pero nunca quedarnos a medias. Estamos en uno o en otro. Además, la altura de cada escalón, en este símil, es distinta, consumiéndose o generándose una cantidad distinta y específica de energía con cada salto. Esa energía se corresponde exactamente con la de los fotones, que serán emitidos o absorbidos según cada caso. De manera práctica, puede darse que los electrones salten del primer al segundo nivel, o al tercero, o al cuarto... o partan del tercero al segundo... o sea, siguiendo cualquier combinación, las cuales pueden ser muchas.

Cada nivel se caracteriza por un valor de energía, mínimo en el caso del primero, el más próximo al núcleo del átomo y, por lo tanto, el más fuertemente ligado a él. El valor energético de este nivel es definido como la energía necesaria para arrancar el electrón del átomo, que como vimos está relacionado con el efecto fotoeléctrico. Ese valor es distinto para cada átomo, así como todos los saltos posibles entre niveles para cada uno de los elementos químicos. Un electrón que salta de un nivel superior a uno inferior emitirá un fotón de energía igual a la diferencia de energía entre ambos niveles. Y un fotón de una energía dada es un fotón de una longitud de onda muy bien definida. Así que cada salto entre niveles puede ser observado como luz de un color muy preciso y, por consiguiente, una línea en un espectro. Cada elemento químico tendrá un número de líneas específicas, no solo en el rango visible del espectro, sino en cualquier rango, aunque especialmente en el ultravioleta, visible e infrarrojo.

En 1868, Pierre Janssen y Joseph Lockyer, mientras obtenían un espectro de la corona solar durante un eclipse total de Sol, observaron una línea amarilla a 588 nm, cercana a las líneas «D» del sodio, y que no podía ser identificada con ningún elemento conocido. Se predijo entonces la existencia de un nuevo elemento al que se llamó helio. Unas décadas más tarde fue descubierto dicho elemento también en la Tierra. De igual forma, líneas desconocidas en nuestro planeta fueron encontradas en la corona del Sol o en nebulosas, que fueron asociadas al descubrimiento de nuevos elementos. Sin embargo, se trataba de átomos de hie-

ro y níquel que habían perdido muchos electrones debido a las altísimas temperaturas propias de la corona solar, o de oxígeno en condiciones de vacío inalcanzables en nuestros laboratorios. El desarrollo de la espectroscopia y el entendimiento teórico de los procesos de interacción entre la materia y la luz permitieron demostrar que el universo estaba compuesto por los mismos elementos que encontramos en la Tierra. Esas líneas son una herramienta precisa que permite identificar los átomos y moléculas de forma unívoca, haciéndolas reconocibles en cualquier lugar del cosmos: un útil código de barras.

Una vez entendido el fenómeno de interacción entre materia y luz, comprender los astros se convierte en un rompecabezas donde el ingenio y la creatividad serán claves a la hora de interpretar la información recibida.

El efecto Doppler-Fizeau

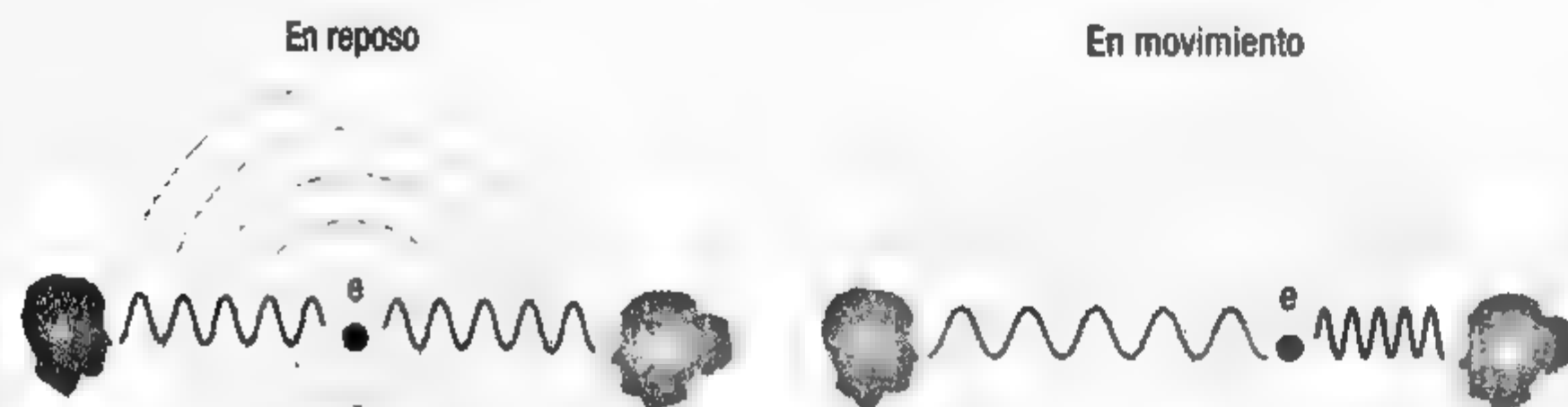
En nuestro kit básico con el que estudiar el universo, no puede faltar una herramienta sencilla, aunque extraordinariamente útil: el *efecto Doppler*.

Muy posiblemente habremos oído alguna vez una ambulancia, un tren o una ruidosa moto que se acerca a nosotros a cierta velocidad para luego sobrepasarnos, alejándose a continuación, produciendo un cambio perceptible en el tono de su sonido, más agudo primero y más grave después. Este cambio se debe a que el intervalo entre cada una de las sucesivas ondas es más breve cuando se acerca que cuando se aleja, de manera que llegan al oído con mayor frecuencia en el primer caso y menor en el segundo. También es perceptible el hecho de que mayores velocidades producen mayores cambios en el tono. Podemos distinguir la velocidad de movimiento de una moto detenida, de otra que se mueve lentamente o de una tercera que se desplaza a gran velocidad. En 1842, Christian Andreas Doppler determinó la relación matemática entre la velocidad y el tono para el caso de los sonidos. En su honor, a este fenómeno se le conoce como efecto Doppler. Pocos años más tarde, en 1848, Hippolyte Fizeau demostró que

el fenómeno y las ecuaciones son los mismos para el caso de la luz, siempre que tengamos en cuenta su naturaleza y velocidad.

Veamos cómo podemos sacar provecho de este efecto. Cualquier espectro está compuesto por líneas de colores, o lo que es lo mismo, de longitudes de onda muy precisas. Sin embargo, cuando un cuerpo se acerca o aleja de nosotros, su espectro se ve alterado de forma que las líneas, de una frecuencia determinada en reposo, se verán alteradas. Al igual que en el caso del sonido, las frecuencias de las líneas del espectro aumentarán si se aproximan, y disminuirán en el caso de que se alejen. Esto significa que el espectro observado de un cuerpo que se acerca se verá desplazado hacia el azul (frecuencias mayores), mientras que el de un cuerpo que se aleja se verá desplazado hacia el rojo (frecuencias menores). Midiendo cuánto se desplazan las líneas en el espectro y hacia dónde, podremos determinar la *velocidad radial* del emisor de la luz (figura 11).

FIG. 11



Representación gráfica del efecto Doppler. Cuando se emiten ondas desde un emisor (e) con una frecuencia dada («tono» en el caso del sonido, o «color» en el caso de la luz) y el emisor permanece en reposo respecto a los observadores (A y B), como es el caso de la izquierda, ambos observadores miden la misma frecuencia que coincide con la emitida. Si el emisor está en movimiento (caso de la derecha) el observador recibirá una menor frecuencia si se aleja de él (A) o mayor en caso de acercarse (B). Esto significa que el observador A oirá un tono más grave (en el caso del sonido) o que recibirá un color más cercano al rojo (el fenómeno conocido como «desplazamiento al rojo») en el caso de la luz. De igual manera, el observador B oirá un sonido más agudo o verá un color más cercano al azul. De la variación en el tono de sonido o color de la luz podemos obtener la velocidad del movimiento del emisor.

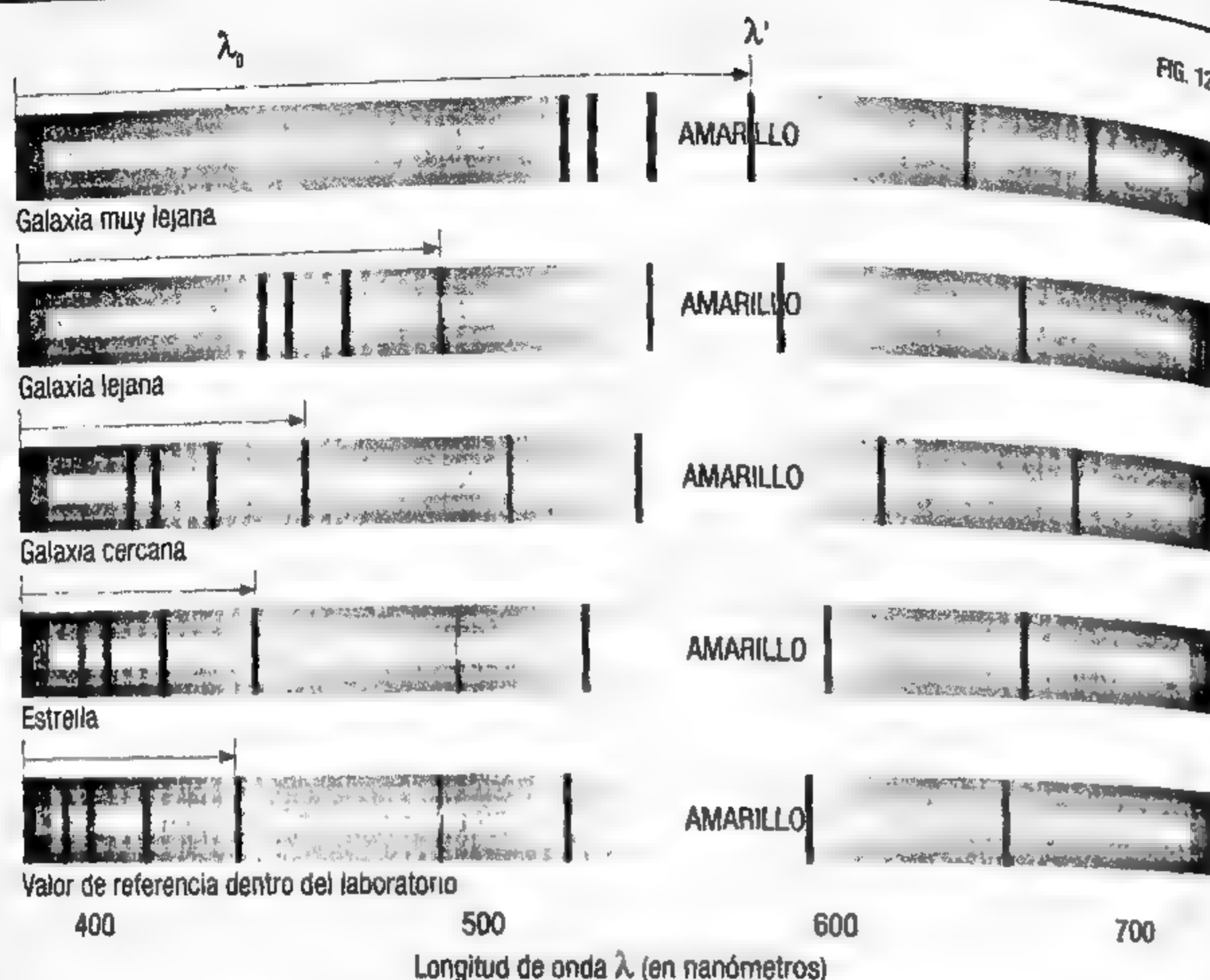
Las estrellas son cuerpos negros con códigos de barras

Las estrellas, como el Sol, se comportan como cuerpos negros a altas temperaturas. Las vemos brillar porque su temperatura superficial es superior a unos 500 grados. Normalmente, la superficie de las estrellas se encuentra a una temperatura de entre unos pocos miles y varias decenas de miles de grados. Sin embargo, el espectro de las estrellas no es un espectro continuo. Fraunhofer, en 1814, fue el primero en interesarse por una serie de líneas oscuras en el espectro del Sol y determinó con precisión sus longitudes de onda. Comparándolas con elementos en su laboratorio, fue capaz de identificar qué elementos químicos estaban presentes en nuestro Sol. Las estrellas emiten un espectro continuo en su interior que, antes de abandonarlas, debe atravesar su atmósfera, relativamente más fría, donde los elementos presentes absorberán solo los fotones que se correspondan con saltos de nivel permitidos. Los espectros estelares son espectros de absorción con una distribución de su continuo que se corresponderá con la de un cuerpo negro. Un ajuste a su continuo de un modelo apropiado de cuerpo negro nos permitirá conocer la temperatura efectiva de su superficie, la *fotosfera*, mientras que un estudio de las líneas de absorción nos dirá su composición química, así como en qué proporciones se encuentran los elementos.

Dinámica estelar

Pero podemos ir más allá. Podemos determinar hacia dónde y a qué velocidad se mueven las estrellas. Gracias al efecto Doppler, comparando la longitud de onda de un elemento en nuestro laboratorio con la misma línea en el espectro de la estrella, podemos determinar su velocidad radial. El primero en determinar la velocidad a la que se alejaba una estrella (Sirio) fue William Huggins en 1868, quien obtuvo un valor de 46 km/s. Combinando la velocidad radial con la tangencial obtenida mediante astrometría, sabremos la velocidad de la estrella en el espacio. A diferencia de la velocidad tangencial, en la que la precisión de su

FIG. 12



Determinar la velocidad a la que se aleja o acerca un objeto es posible gracias al efecto Doppler. Una ecuación «sencilla» nos permite medirla gracias a la diferencia entre el valor en reposo (λ_0), en nuestro laboratorio, y el valor de la misma línea en el espectro del objeto en cuestión (λ'). En el universo, cuanto más lejos de nosotros está un objeto, mayor es la velocidad a la que se aleja. Esto se aprecia en el desplazamiento hacia el rojo (hacia la derecha en la figura) experimentado por la línea espectral escogida como referencia. Se puede ver cómo este desplazamiento de la línea, indicada con flechas, se acrecienta a medida que aumenta la distancia del emisor (mayor desplazamiento conforme subimos en la lista de lugares de origen).

medida depende de la determinación de su distancia, la velocidad radial es establecida de forma precisa independientemente de ella, siempre que tengamos luz suficiente (figura 12).

Las estrellas como peonzas de gas

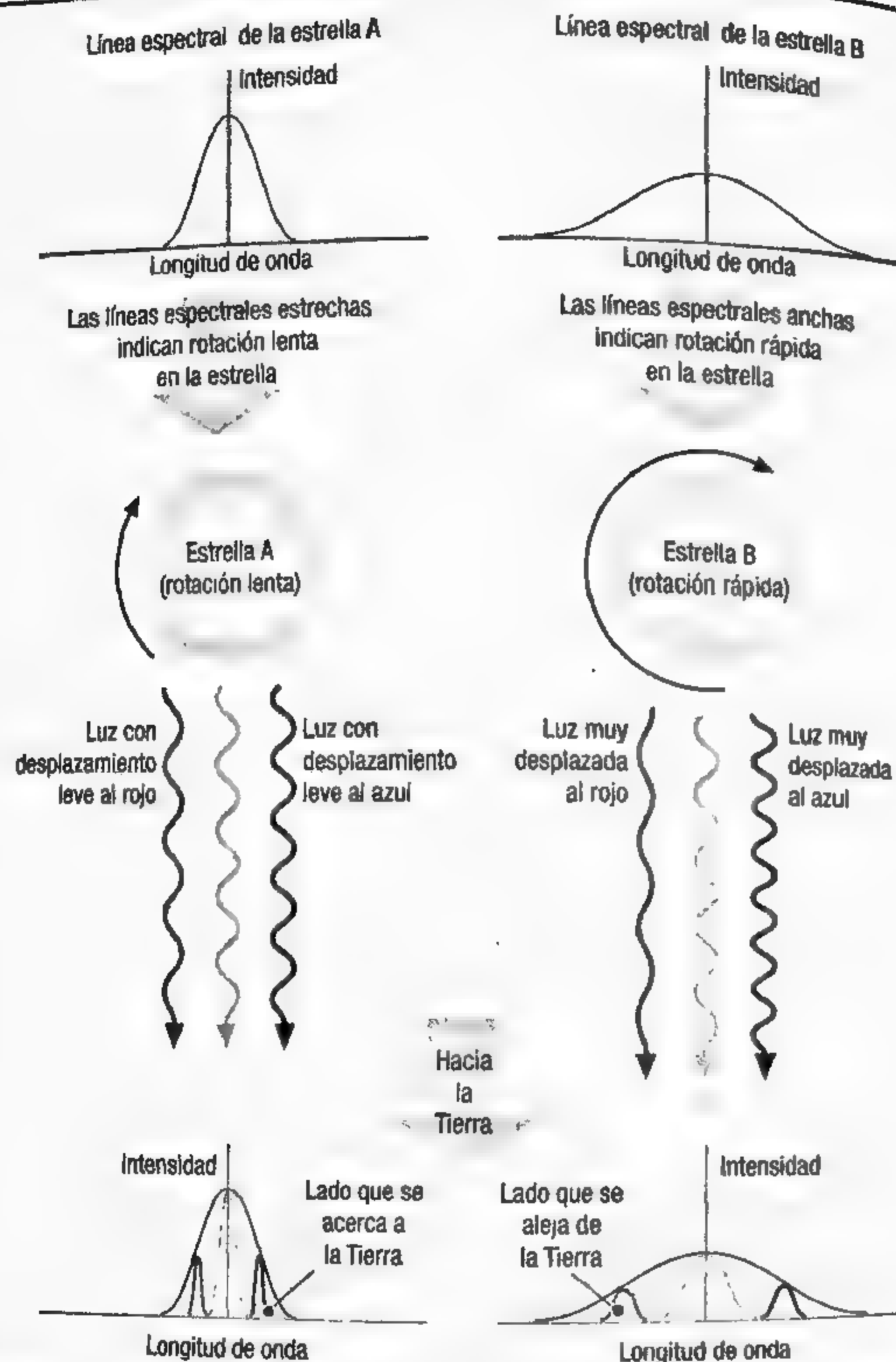
Las estrellas son esferas de plasma que giran sobre un eje. Existen estrellas que giran muy rápido y otras son más lentas. ¿Cómo

conseguir medir la velocidad de rotación de una estrella que no es más que un puntito en nuestro telescopio? Para resolverlo debemos mirar el perfil de las líneas de su espectro en detalle. Imaginemos la estrella rotando con su eje en vertical, perpendicular con respecto a nuestro plano. Habrá una mitad de la estrella cuya superficie se estará desplazando hacia nosotros, mientras que la otra mitad se estará alejando. Cuanto más lejos del eje de rotación, mayor será la velocidad aparente de una zona dada. El espectro de las regiones de la estrella que se alejan de nosotros sufrirá un desplazamiento al rojo, mientras que el espectro de las regiones que se acercan, un desplazamiento al azul. Pero, a gran distancia, la estrella no es más que un punto, y toda su luz nos llegará junta. El efecto de sumar los espectros de toda su superficie será un ensanchamiento de las líneas, que perderán profundidad al repartirse los fotones de una misma línea en distintas longitudes de onda debido al efecto Doppler provocado por la rotación. Las líneas delgadas estarán asociadas a estrellas con baja velocidad de rotación, mientras que las líneas anchas lo estarán a estrellas con alta velocidad de giro. A partir de la anchura de las líneas es posible determinar con precisión la velocidad de rotación de las estrellas, aunque hay que aplicar un factor de corrección que depende de la inclinación del eje de rotación respecto a nuestro punto de vista (figura 13). La velocidad de rotación así determinada será, en cualquier caso, un valor mínimo.

Estrellas que bailan

La mayor parte de las estrellas se encuentran formando parejas o grupos de más cuerpos estelares ligados gravitatoriamente. Ya vimos el caso de las estrellas binarias eclipsantes como ejemplo de medidas que se pueden realizar desde la fotometría, para determinar la masa de las estrellas o sus dimensiones, a partir de la curva de luz de un único punto. Sin embargo, la probabilidad de encontrar dos o más estrellas que giren en un plano de rotación en nuestra línea de visión es bastante bajo. La espectroscopia nos ofrece la oportunidad de medir y estudiar dos o más estrellas li-

FIG. 13



El espectro de la luz de una estrella es la suma de todos los espectros de la superficie del hemisferio que «mira» hacia nosotros. Una parte del espectro de la estrella en rotación se verá desplazado al rojo, y otra hacia el azul. Es el resultado de que una zona del hemisferio visible de la estrella se acerque a nosotros y la otra se aleje. A mayor velocidad de rotación, mayor dispersión de las líneas en el espectro.

gadas gravitatoriamente, aunque una no cruce por delante de la otra, y aparenten tratarse de una sola estrella, dado que la suma de su luz proviene de un mismo punto. Cuando dos estrellas bailan la una en torno a la otra, cada una emite su propio espectro. Aun en ese caso, ambas se desplazarán respecto de nosotros en conjunto, a una velocidad que podemos llamar *velocidad del sistema*. En su danza en torno a su centro de masas, podemos observarlas en distintas posiciones. Una de ellas es, por ejemplo, cuando una está lo más cerca posible de nosotros, y la otra, inevitablemente, lo más lejos. En esa configuración, los espectros de ambas estrellas se encuentran desplazados por igual, con un desplazamiento Doppler en sus líneas resultado únicamente de su velocidad de sistema. En cambio, cuando cada estrella se encuentra en lados opuestos de nuestra línea de visión, digamos a derecha e izquierda, sus velocidades propias (con la que giran la una en torno a la otra) se sumarán o restarán a la velocidad del sistema, según cada caso, de forma que el espectro de cada estrella se verá afectado de un desplazamiento Doppler pero de forma inversa. Se puede tratar de visualizar este efecto utilizando las manos. Los dedos son las líneas espectrales. Cada mano es una estrella. Una de las estrellas se acerca y aleja en cada órbita, mientras que la otra, irremediablemente, realiza el movimiento opuesto. Si se desplaza una mano hacia la derecha y hacia la izquierda alternativamente, se podrá simular el movimiento del espectro de una de las estrellas. Hagamos lo mismo con la otra, pero siempre en sentido inverso, desplazándola a la izquierda cuando la primera vaya hacia la derecha, y viceversa. El efecto del movimiento de un sistema binario será el cruce continuo de los espectros de cada estrella. Dependiendo de la masa de cada una, sus distancias al centro de masas, y por lo tanto sus velocidades en el sistema, serán distintas, produciéndose un mayor o menor desplazamiento de cada espectro.

Las estrellas no bailan solas

Algunas veces se observan situaciones desconcertantes. Por ejemplo, estrellas que bailan, aparentemente, solas. Es decir, el

espectro de una estrella que oscila en longitud de onda con el paso del tiempo. Está claro que esta estrella debe estar girando en torno a un centro de masas que comparte con otro objeto, aunque este último no sea visible directamente. Podemos determinar la masa de ambos cuerpos y especular sobre qué tipo de objeto puede ser. Si las oscilaciones son pequeñas, y su compañero invisible es de baja masa, es más que probable que se trate de un planeta. Si, por el contrario, se trata de un compañero de gran masa, y no se ve, es probable que se trate de un agujero negro estelar. De esta forma indirecta somos capaces de estudiar muchas veces objetos que de otra forma nunca podrían ser detectados.

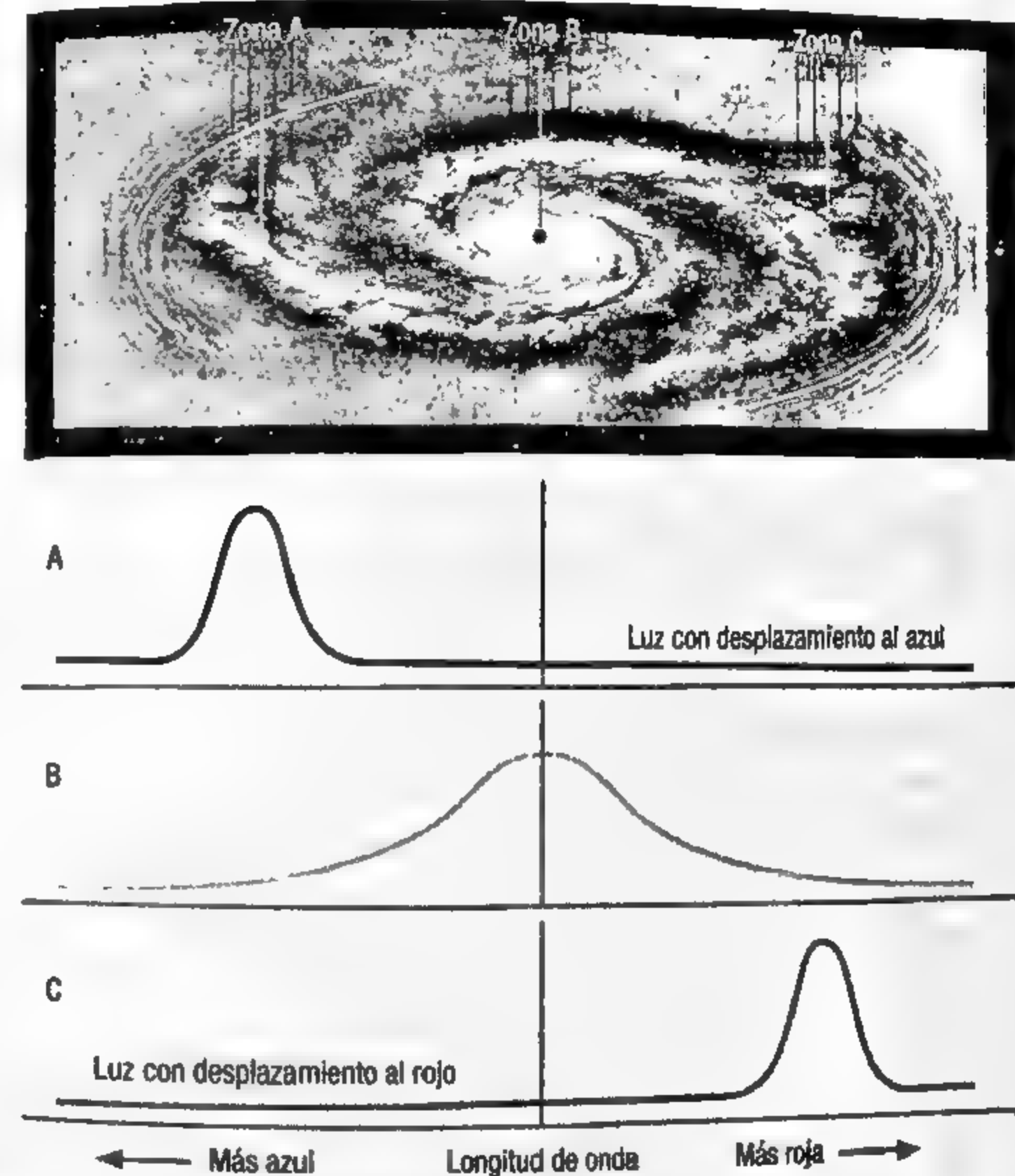
Existen infinidad de fenómenos en las estrellas que hacen que interpretar sus espectros resulte una tarea creativa e ingeniosa. ¿Sería posible saber cómo identificar cuál, de dos estrellas binarias espectroscópicas, gira con mayor velocidad sobre sí misma? ¿Qué ocurre con el espectro de una estrella gigante que se expande y contrae rítmicamente? Si existe un disco de materia fría alrededor de una estrella recién formada, ¿de qué forma afecta a su espectro? Y si existen nubes de gas frío por el camino que sigue la luz del objeto que estamos observando, ¿cómo afectan a nuestras medidas? Plantearse estas y otras posibilidades puede ser a veces la clave para descubrir la verdad.

Las galaxias también bailan, solas y acompañadas

Las galaxias son conjuntos de miles de millones de estrellas, por lo que no debe sorprender que sus espectros sean la suma de los espectros de todas ellas. Generalmente se encuentran tan lejos que resulta imposible distinguir en ellas estrellas individuales, teniendo que unir estas sus brillos para ser vistas a tan grandes distancias. Al igual que podemos medir la velocidad de rotación de las estrellas, podemos saber a qué velocidad giran las galaxias. Para lograrlo, basta comparar el desplazamiento de las líneas espectrales de forma radial sobre su morfología y evaluar su plano de inclinación respecto de nosotros (figura 14).

Las galaxias se agrupan asimismo formando conjuntos de decenas a varios miles de galaxias. Su dinámica (las velocidades relativas y órbitas) puede ser determinada incluso a inimaginables distancias.

FIG. 14



A diferencia de una estrella, en la que no podemos resolver su volumen y debemos recurrir a la anchura de las líneas para determinar su velocidad de rotación, en una galaxia podemos obtener espectros individuales en distintas posiciones y determinar su velocidad específica. De esta forma no resulta complicado estudiar su patrón de rotación. Observaciones de este tipo permitieron a Zwicky predecir la existencia de la materia oscura. El grado de desplazamiento hacia el azul (A) o hacia el rojo (C), con respecto al valor «normal» (B), indica las regiones de la galaxia acercándose o alejándose de nosotros y permite calcular dicha velocidad.

Encontrando la materia oscura

El universo no deja de sorprendernos. En ciencia no se buscan unos determinados resultados, simplemente se observa, se estiman los errores cometidos e interpretan las observaciones. Pero cuando existen leyes físicas fundamentales que nos indican cómo deben rotar los planetas en torno a una estrella, una estrella en torno a un agujero negro o las estrellas de una galaxia según sus distancias al centro de la misma, son previsibles ciertas medidas. Por otro lado, podemos estimar cuántas estrellas hacen falta para que una galaxia brille como lo hace y determinar así la cantidad de materia que podemos ver de esta.

En 1933, Fritz Zwicky encontró algo peculiar. Las galaxias giran más rápidamente de lo que deberían hacerlo. Al igual que ocurre con una estrella que gira en torno a un agujero negro, las galaxias parecen poseer un tipo de materia que las afecta gravitatoriamente, pero que no podemos detectar. Y su proporción es muy importante, tanto que puede llegar a constituir la mayor parte de la materia que compone el universo. Existen más observaciones independientes que dan cuenta de la necesidad de la existencia de este tipo de materia: la radiación del fondo cósmico y sus modelos necesitan de esta materia denominada «oscura», precisamente por ser indetectable, y las *lentes gravitatorias* también apoyan estas teorías. Las lentes gravitatorias son una especie de espejismo cósmico. Una enorme cantidad de materia, como la que se encuentra en los cúmulos de galaxias, puede desviar la luz como lo hace una lente, pero será el efecto de la gravedad el que «tuerza» el rayo de luz, en lugar de la refracción de la lente convencional. Galaxias situadas lejos tras estos cúmulos de galaxias pueden ver su luz desviada, creando diversas imágenes de la misma galaxia. Se puede calcular la cantidad de materia necesaria para conseguir desviar la luz de esta manera, resultando ser mucho mayor que la materia observada.

Se han propuesto muchos candidatos para dar cuenta de toda esta materia oscura: agujeros negros, enanas marrones, exoplanetas, partículas exóticas... pero lo cierto es que aún desconocemos su naturaleza.

Galaxias a la fuga

Hasta hace menos de un siglo no se conocía el tamaño de nuestro universo. En 1920 tuvo lugar un famoso debate entre Harlow Shapley y Heber Curtis. El primero defendía que el universo se limitaba al tamaño de la Vía Láctea, mientras que el segundo argumentaba que era mucho mayor.

Hubble pasó gran parte de su vida profesional trabajando en astronomía observacional en el Observatorio Monte Wilson, el telescopio más potente de su época. Demostró, utilizando los resultados de Leavitt sobre las cefeidas, que las nebulosas espirales, fuente del debate Shapley-Curtis, eran en realidad galaxias como la nuestra, externas a la misma y mucho más lejanas. Hubble midió la distancia a ellas utilizando las cefeidas, y determinó el desplazamiento al rojo de los espectros de las mismas, observando que todas las galaxias se alejaban de nosotros, más rápidamente cuanto más lejos se encontraban. Halló una relación lineal entre sus distancias y su desplazamiento al rojo, observación que dio pie a la teoría de la expansión del universo. No importa dónde nos encontremos en él, todas las galaxias se alejan las unas de las otras.

Medidas más precisas posteriores han permitido estimar con exactitud esa velocidad actual de expansión. Pero si el universo se está expandiendo, aumentando las distancias entre galaxias con el paso del tiempo, calculando la marcha del proceso en sentido inverso llegaremos a un momento en que toda la materia del universo se encontrará en un punto. Sin entrar en más detalles, resulta que tal evento sucedió hace 13800 millones de años. Midiendo su velocidad de expansión hemos sido capaces de determinar uno de los valores más extraordinarios jamás encontrados: la edad del universo.

El lado oscuro del universo

Pero cuando parecía que todo estaba más o menos claro, llegaron nuevas observaciones y nuevos resultados que volvieron a dejarnos

asombrados. Medidas más precisas de la expansión del universo, utilizando supernovas de tipo Ia y el desplazamiento al rojo de objetos a las mayores distancias observables, indican que las galaxias

Si se encuentra desconcertado por lo que es la energía oscura, se halla en buena compañía.

SAUL PERLMUTTER

más lejanas no están siendo frenadas por el efecto gravitatorio del resto del universo, sino que, por el contrario, su velocidad está aumentando, es decir, ¡están acelerando! Esta observación implica algo extremo. Existe una energía de tipo y origen desconocidos, de carácter repulsivo, todo lo opuesto a la gravedad. Y lo que es más, esa energía, para dar cuenta de su efecto, debe ser enorme. A esta energía se le ha dado el nombre de *energía oscura*, y por el momento desconocemos casi todo sobre ella.

Hoy en día somos conscientes, más que nunca, de lo poco que sabemos. Según algunas estimaciones, aproximadamente, el 70% del universo es energía oscura, un 25% es materia oscura y tan solo el 5% restante es el universo que estamos observando (o que es susceptible de ser observado).

¡No sabemos prácticamente nada del 95% del universo!

A pesar de ello, los astrofísicos no se rinden. Para afrontar el reto, se necesita más luz, instrumentos más grandes, pero, sobre todo, más ingenio; solo así habrá oportunidades para resolver cada enigma que el cosmos nos plantea.

CAPÍTULO 4

Nuevos ojos para descubrir el universo visible e invisible

Capturar más fotones, en más rangos del espectro, utilizando nuevas técnicas de análisis y entendiendo las leyes físicas que los gobiernan, ha hecho que la astrofísica se transforme en una frondosa rama de la ciencia que actualmente debe ser abordada por partes.

El uso por primera vez de un telescopio para otear el universo cambió radicalmente nuestra imagen del mismo hace ya más de cuatro siglos. Desde entonces, el desarrollo de la astrofísica ha ido creciendo de forma vertiginosa, trastocando continuamente nuestra imagen del cosmos. Los avances en esta área de la ciencia, anteriormente solo perceptibles con el paso de generaciones, pueden ser ahora apreciados casi a diario por cualquiera que esté interesado. Los descubrimientos con cuentagotas de los padres de la astronomía han desembocado en una torrencial lluvia de resultados, buena parte de los cuales se han llevado a cabo durante un lapso de tiempo muy reciente, inferior incluso al tiempo medio de vida de un ser humano. La radioastronomía (que incluye las microondas y las ondas de radio), la astronomía en el ultravioleta, en rayos X y en rayos gamma, son campos que tienen una historia de menos de ochenta años. La astrofísica en el rango visible del espectro electromagnético era prácticamente la única existente cuando nacieron muchos de los abuelos de hoy en día.

Nuestro conocimiento del universo evoluciona con cada nuevo avance tecnológico, con cada nuevo instrumento ideado y

construido, e incluso con nuevas interpretaciones de lo ya observado. Lejos de ser parásita de la tecnología, la astrofísica sirve de acicate, de reto que estimula el ingenio y desarrollo de nuevos materiales, instrumentos, técnicas, *software*... y quién sabe cuántas cosas más en un futuro próximo, todo lo cual repercute en beneficio de la sociedad actual.

Echando la vista atrás, resulta admirable que hayamos sido capaces de descubrir qué es la luz y, sobre todo, los diversos tipos de ella que existen, abarcando un rango de energías tan extremadamente vasto. Aunque la energía de los fotones en general es minúscula, podemos tratar de visualizar las diferencias energéticas que portan unos y otros mediante un símil macroscópico. Imaginemos la energía de un fotón en el rango visible como la que posee una canica a un metro de altura sobre el suelo. Si la soltamos, adquirirá velocidad y golpeará este último con una energía que dependerá de la altura. La energía de un fotón en ondas de radio, en este símil, se correspondería con la de la misma canica situada a una altura de un micrómetro, una milésima parte de un milímetro. Estaría prácticamente apoyada sobre la superficie, resultando su impacto difícil de apreciar. Por el contrario, un fotón de rayos X poseería una energía equivalente a la canica lanzada desde un kilómetro de altura, y en rayos gamma, tendríamos que soltarla desde mil kilómetros o más. Como puede observarse, las diferencias energéticas de los fotones en los diversos rangos del espectro son colosales, por lo que serán necesarios diferentes tipos de telescopios e instrumentos para su medida.

DISTINTAS VENTANAS AL UNIVERSO

Hasta el momento, se han presentado la naturaleza de la luz, el espectro electromagnético, los telescopios y las diversas técnicas para estudiar el universo de forma general. Toda la información del mismo es transmitida por la luz, pero cada tipo nos aporta información distinta y complementaria. Es por ello que se puede afirmar que el descubrimiento de cada nueva clase de luz, de cada rango del espectro electromagnético, nos abrió una

nueva ventana al cosmos a través de la cual podemos tener una imagen diversa. Cada fenómeno astronómico será observable de forma óptima en un rango específico de dicho espectro.

Normalmente, los eventos más energéticos del universo estarán asociados a rangos de mayor energía del espectro, aunque no siempre. Si estamos interesados en detectar y estudiar explosiones de supernova, discos de acreción en torno a agujeros negros o núcleos de galaxias activos (algunos de los eventos y objetos más violentos del universo), deberemos observar en el rango de las altas energías: los rayos gamma. Fenómenos algo menos violentos, pero aún muy intensos, pueden ser observados en rayos X, especialmente los remanentes estelares de gran energía gravitatoria, como pueden ser las estrellas de neutrones o incluso los propios agujeros negros. En el rango ultravioleta destacan los objetos muy calientes, como las mayores y más brillantes estrellas en el universo, que con más de 10000 °C en su superficie emiten casi toda su luz en esta región del espectro. Consumen muy rápidamente su combustible nuclear y mueren pronto, por lo que, en general, las estrellas que observamos en el ultravioleta son muy jóvenes.

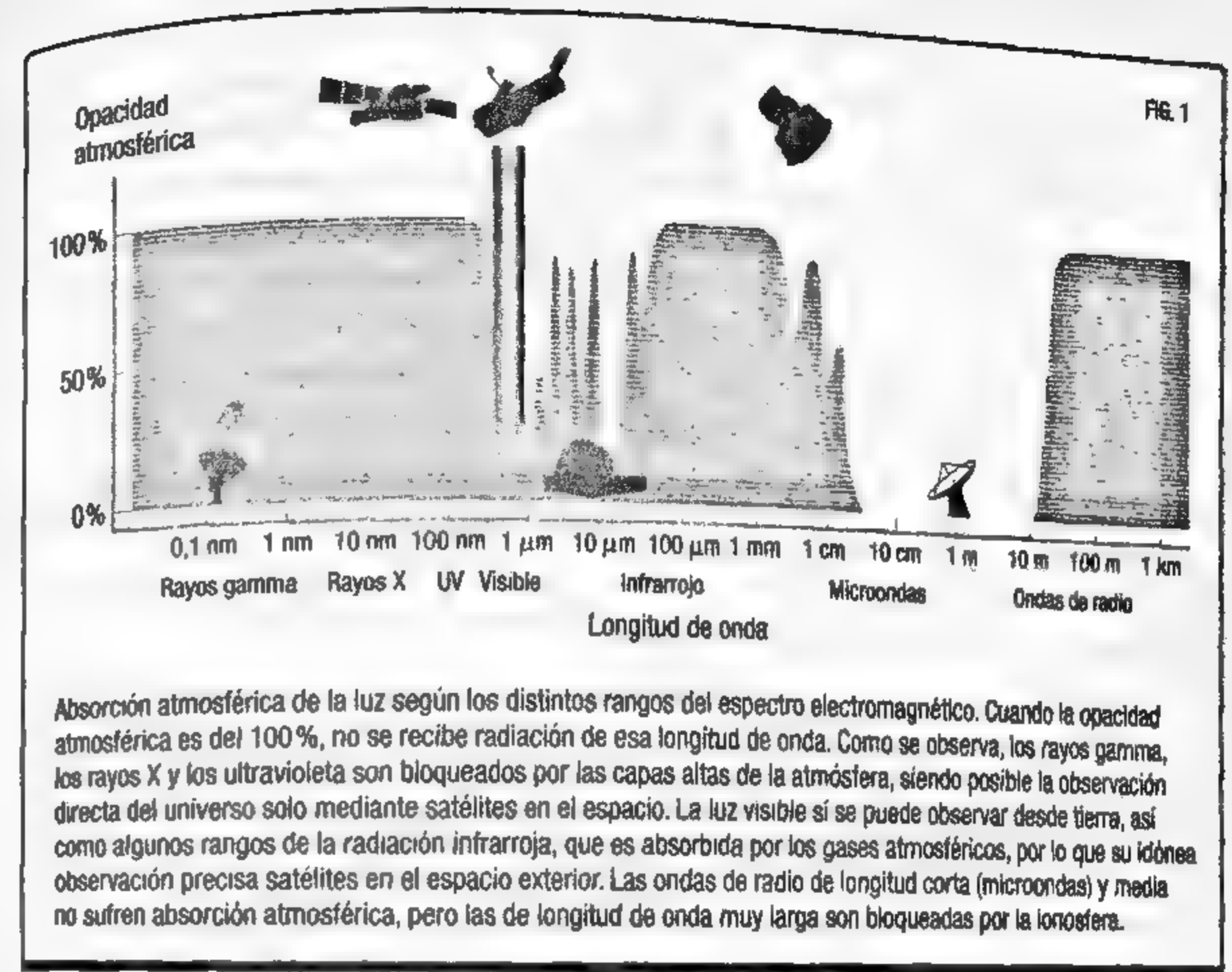
Buena parte de las líneas espectrales de los elementos se reparten entre el ultravioleta, el visible y el infrarrojo. El visible nos ofrece gran cantidad de información sobre el universo, ya que la mayor parte de las estrellas son observables en él. El rango infrarrojo nos posibilita adentrarnos en regiones en las que el visible no puede, como las de formación estelar: nos permite estudiar las estrellas más pequeñas, enanas marrones, exoplanetas, cuerpos menores del sistema solar... o el mismo centro de nuestra galaxia, oculto en el rango visible por el polvo interestelar.

Las microondas y las ondas de radio suelen estar asociadas a objetos y fenómenos poco energéticos y fríos. La radiación del fondo cósmico de microondas, a una temperatura inferior a los -270 °C, a tan solo 2,7 grados por encima del cero absoluto, ha permitido verificar modelos cosmológicos, dándonos la imagen del universo más primitivo. La observación del cosmos en ondas de radio con 21 cm de longitud, que suelen delatar la presencia de nubes de hidrógeno frío, ha posibilitado observar y es-

tudiar los brazos espirales de la Vía Láctea. La radioastronomía permite adentrarnos en los secretos de las grandes y frías nubes moleculares que pueblan dichos brazos espirales, revelando la presencia de numerosas clases de moléculas orgánicas que, a tan baja temperatura, solo emiten radiaciones en longitudes de onda de milímetros y centímetros. La entrada en funcionamiento de telescopios para ondas milimétricas ha permitido descubrir infinidad de sustancias químicas en el medio interestelar.

Pero también existen fenómenos altamente energéticos que pueden ser detectados mediante un radiotelescopio. Ello es debido a que existen fuentes de radiación distintas a la asociada a la temperatura de los cuerpos y que caracterizamos con la radiación de cuerpo negro. Se trata de radiación emitida al acelerar partículas a velocidades relativistas, cercanas a la de la luz, debido a la acción de intensos campos gravitatorios o magnéticos. Púlsares, quásares o núcleos de galaxias activos son algunos de los objetos astrofísicos capaces de emitir todo tipo de radiación. Las ondas de radio nos permiten estudiar, también, de esta forma, objetos tremendamente distantes y altamente energéticos.

Antes de adentrarnos en los diferentes tipos de telescopios, debemos hacer una última consideración respecto a la observación del universo en los distintos rangos del espectro. Nuestro pequeño planeta cumple con todos los requisitos para ofrecernos un hogar confortable. No estamos ni muy cerca ni muy lejos de la estrella en torno a la que orbitamos, y tenemos una atmósfera que ha ido transformándose a lo largo de su historia y que nos protege de las agresiones del medio interestelar y del propio Sol. Sin ella, la vida en la Tierra sería imposible, entre otras cosas debido a que recibiríamos una enorme cantidad de radiación altamente energética. Se deben distinguir, en el espectro electromagnético, dos rangos cuya frontera se encuentra en el ultravioleta, relacionada con el efecto fotoeléctrico. A partir de cierta cantidad de energía, localizada en el rango ultravioleta, la luz es capaz de arrancar electrones desde los niveles más alejados del núcleo de los átomos, y a partir de ahí, incluso romper moléculas, haciendo imposible el desarrollo de la vida. La atmósfera es un escudo eficaz para detener los rayos gamma,



los rayos X y gran parte de la radiación ultravioleta más energética. Eso es bueno para la vida, aunque no tanto para la astronomía, puesto que la atmósfera representa una capa impenetrable para todos estos rangos del espectro electromagnético que, por consiguiente, no se pueden usar para observar directamente el universo. Por ello, para estudiar el cosmos en los rangos de radiación ionizante hubo que esperar inevitablemente al desarrollo de la astronáutica (figura 1).

UN TELESCOPIO DISTINTO PARA CADA TIPO DE LUZ

Si bien es cierto que los telescopios son grandes superficies destinadas a recoger y focalizar toda la luz en un punto, sus propiedades y características serán muy distintas debido a las enormes diferencias energéticas entre cada rango del espectro electromag-

nético. Un material opaco, que no refleje la luz visible, puede que lo haga perfectamente para las ondas de radio, como podemos apreciar si observamos una antena parabólica cualquiera. Una lente para su uso en el infrarrojo puede no dejar pasar la luz visible, y viceversa. La puerta de nuestro microondas dispone de una ventana a través de la cual no escapa la radiación. Si nos fijamos, se trata de una superficie repleta de pequeños agujeros, todos ellos menores que la longitud de onda de la radiación utilizada, por lo que esta no puede escapar, siendo obligada a reflejarse. Los rayos X o rayos gamma atravesarán sin dificultad nuestros cuerpos, así como la mayoría de materiales utilizados para reflejar o desviar la luz en los rangos de menor energía. Los materiales con los que se construyen los telescopios deberán ser pues elegidos en función de la naturaleza de la luz que queramos recoger.

Cuando hablamos de la radiación visible o de menor energía, como el infrarrojo o las ondas de radio, la luz puede ser redirigida mediante reflexión con relativa facilidad. Una superficie parabólica suele ser la más funcional a la hora de construir un telescopio, aunque existen más posibilidades. Tanto los radiotelescopios como los telescopios infrarrojos, en el visible, e incluso en el ultravioleta cercano, utilizan superficies de este tipo. Es importante tener en cuenta la precisión con que deben ser pulidas, normalmente un valor inferior a la longitud de onda de la luz que se desea observar. Los espejos de un telescopio en el rango visible no deben tener imperfecciones o desviarse más de 0,1 micras de la superficie ideal, mientras que esta exigencia se reduce a 1 micra en el infrarrojo, a 1 mm en microondas y a varios centímetros en ondas de radio. Es por ello que los espejos para la radiación visible nos parecen perfectamente pulidos, mientras que una antena puede tener una superficie bastante más rugosa o incluso totalmente repleta de huecos, como una malla, para drenar el agua de la lluvia o disminuir la resistencia al viento, siempre que estos sean convenientemente menores que la longitud de onda de la radiación a recolectar.

Sin embargo, a medida que nos desplazamos hacia mayores energías, cuesta más hacer «rebotar» (reflejar) a los fotones. Cuando se alcanza el rango de los rayos X, debemos comenzar a

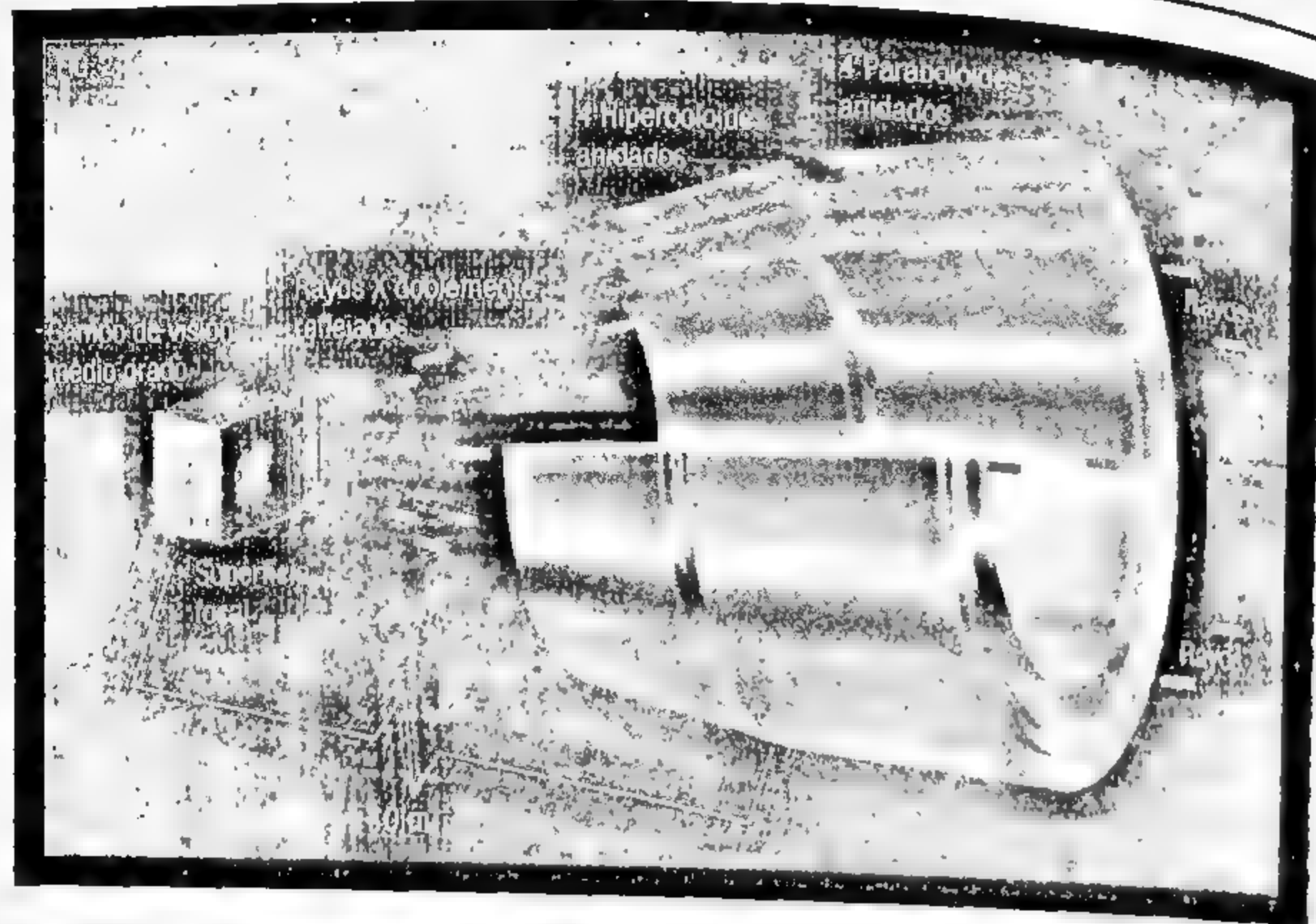
forzar mucho más los diseños. Un fotón en rayos X es como una piedra que cae verticalmente en la superficie de un estanque; no rebotará, por lo que no conseguiremos redirigirlo hacia nuestro instrumento, que es lo que se necesita. Pero si se lanza una piedra a ras de la superficie, sí que conseguiremos que rebote. Los telescopios en rayos X están pues compuestos de numerosas superficies concéntricas que se introducen unas dentro de otras, como las muñecas rusas (matrioskas), y que ayudan a desviar y concentrar esta luz hacia el detector. Para hacernos una burda idea de su forma, podemos imaginar una gruesa rodaja de cebolla. Si se separan todos los anillos de la misma y

a continuación se ordenan por tamaño, descartando los impares, y se vuelve a montar la rodaja con tan solo los aros pares, se obtendrá una sucesión de huecos y anillas cuya superficie nos permitirá desviar los rayos hacia su eje central. El espejo de un telescopio de rayos X es algo bastante similar a esto. Los fotones incidirán de forma suficientemente rasante en su superficie como para rebotar y ser desviados hacia el detector (figura 2).

En el extremo más energético nos encontramos con los rayos gamma. Aquí resulta inútil cualquier intento de desviar los fotones, así que lo único que podemos hacer es construir un instrumento capaz de medir su dirección y energía directamente. Para ello se utiliza un tipo de detector original. De forma simplificada, puede ser imaginado como una pequeña habitación cúbica de dos o tres metros de lado, de forma que en el techo se dispone de una superficie capaz de determinar el punto por el que pasa un rayo gamma. En el suelo se tiene otra superficie igual, que dará asimismo las coordenadas de su paso. Y, finalmente, se dispone de una superficie adicional, bajo el suelo, que medirá la energía del fotón. A partir de la posición de los dos puntos, en techo y suelo, podremos determinar la dirección de la que vino. Si bien no disponemos de una superficie telescópica con la que desviar la luz, el área del instrumento, el techo y el suelo en este

Galileo no fue encarcelado porque se equivocase acerca de algo que descubrió mirando por su telescopio, lo fue simplemente porque vio algo que otros no deseaban ver.

BRIN-JONATHAN BUTLER



Sistema óptico del telescopio espacial Chandra, para la observación en rayos X. Está compuesto por cuatro espejos de iridio anidados en dos conjuntos, con forma de paraboloide e hiperboloide, donde los rayos X rebotan de forma rasante para terminar siendo focalizados, a 10 m de distancia, en un detector que ofrece un campo de visión de medio grado con 0,5 segundos de arco de resolución espacial. Los elementos de los espejos tienen 0,8 m de largo y un diámetro de 0,6 a 1,2 m.

ejemplo, corresponderá al área colectora. Una mayor distancia entre techo y suelo nos dará una mayor resolución espacial, aunque disminuirá el campo de visión del instrumento. Como se puede ver, cada tipo de luz conlleva la utilización de telescopios e instrumentos muy específicos.

Una última consideración importante es la relativa a la resolución espacial que podemos alcanzar con los telescopios. Por lo general, estos son aperturas circulares a través de las cuales pasa la luz. Ya se vio que esta, por tratarse de una onda, sufre del fenómeno de la difracción. Es por ello que no podemos utilizar los aumentos que queramos con cualquier telescopio, aunque los más grandes nos permitirán mayores aumentos. En el caso de los telescopios en el rango visible, observando desde tierra, es-

taremos limitados generalmente por el *seeing* o calidad óptica de la atmósfera, y será este el factor más importante que nos restringirá para aquellos de diez o más centímetros de diámetro. Esto significa que los telescopios de 1 m o de 10 m de diámetro podrán observar con similar nitidez, si bien no se debe olvidar que el de 10 m recogerá cien veces más luz, y podrá observar objetos más débiles y lejanos. En un futuro próximo, gracias a la óptica adaptativa, se podrán obtener mejores imágenes, para lo que será indispensable alcanzar mayores diámetros.

Sin embargo, este factor poco relevante en el rango visible resulta fundamental cuando se observa en longitudes de onda mucho mayores. La resolución angular teórica que puede alcanzar un telescopio es directamente proporcional a la longitud de onda de la luz utilizada e inversamente proporcional al diámetro del telescopio. Por ejemplo, si queremos observar el universo en ondas de radio de medio metro con una resolución de un segundo de arco (realizable en el visible con un telescopio de unos 10 cm de diámetro para una longitud de onda de 500 nm), necesitaremos una antena de unos ¡100 km de diámetro!, puesto que su longitud de onda es un millón de veces mayor. Visto de otra forma, una antena con un plato de 10 m de diámetro trabajando a una longitud de onda de 10 cm nos dará una resolución máxima de medio grado: la Luna y el Sol se verán como un único punto de luz, sin detalle alguno de su superficie. Algo similar a lo que ocurre cuando los humanos miramos los planetas del sistema solar a simple vista, a los que vemos tan solo como unos puntos brillantes.

Resultaría difícil relatar todos los avances y telescopios desarrollados a lo largo de la historia de la astrofísica, aun de la historia más reciente, pero se puede tratar de dar una visión resumida, aunque posiblemente incompleta, del estado actual y del futuro próximo en este campo.

TELESCOPIOS EN EL RANGO VISIBLE E INFRARROJO

Si consideramos el arranque de la astronomía moderna como el momento en que Galileo utilizó un pequeño telescopio refractor

de unos 4 cm de diámetro, podemos otorgar a la astrofísica en el rango de la radiación visible una historia de unos cuatro siglos. Los telescopios refractores, como ya se ha descrito, tienen diversos inconvenientes que limitaron su construcción a tamaños máximos del orden de un metro. Los telescopios reflectores tomaron el relevo hace tiempo, demostrando entre sus virtudes principales la posibilidad de alcanzar tamaños mucho mayores. En la actualidad existen siete telescopios monolíticos, con un único espejo primario, de más de 8 m de diámetro, construidos en la última década del siglo xx y en la primera del siglo xxi. Estos, de menor a mayor, son los dos telescopios Gemini, los cuatro VLT (*Very Large Telescope*) y el telescopio Subaru. Construir telescopios de más de 8 m de una sola pieza resulta complicado, y por eso se desarrolló una tecnología que permite segmentar sus espejos, de forma que podamos alcanzar superficies colectoras de luz aún mayores a base de sumar distintas piezas. Los seis mayores telescopios existentes en la actualidad y que rondan los 10 m de diámetro son, ordenados por tamaño: el LBT (*Large Binoocular Telescope*), formado por dos espejos de 8,4 m; el HEB (*Hobby-Eberly Telescope*), muy similar al SALT (*Southern African Large Telescope*), formados ambos por 91 segmentos; los dos Keck, y el Gran Telescopio Canarias (GTC), que utiliza un conjunto de 36 segmentos hexagonales.

Actualmente existen proyectos para construir telescopios enormes durante la próxima década: el GMT (*Giant Magellan Telescope*), de unos 20 m de diámetro; el TMT (*Thirty Meter Telescope*), de 30 m, y el E-ELT (*European Extremely Large Telescope*), de casi 40 m. Estos telescopios permitirán recoger entre cinco y quince veces más luz que los mayores telescopios existentes hoy en día. Son piezas indispensables en los futuros retos de la astrofísica moderna, tales como la búsqueda de vida extraterrestre, para lo cual tendremos que medir biomarcadores en la atmósfera de lejanos exoplanetas, o en la verificación de modelos cosmológicos, incluyendo las huidizas materia y energía oscuras, entre otros fines.

Cabe destacar que la luz infrarroja no está tan lejos de la visible en el espectro electromagnético, por lo que resulta habitual

que los grandes telescopios modernos estén diseñados y fabricados de forma que sean útiles tanto en el rango visible como en el infrarrojo. En estos basta intercambiar los instrumentos que analizan la luz para observar el universo en tales rangos, o incluso muchas veces pueden realizar observaciones en ambos simultáneamente gracias a un filtro especial, denominado *dicróico*, que permite el paso de un rango del espectro, como puede ser el visible, mientras refleja el otro, como puede ser el infrarrojo.

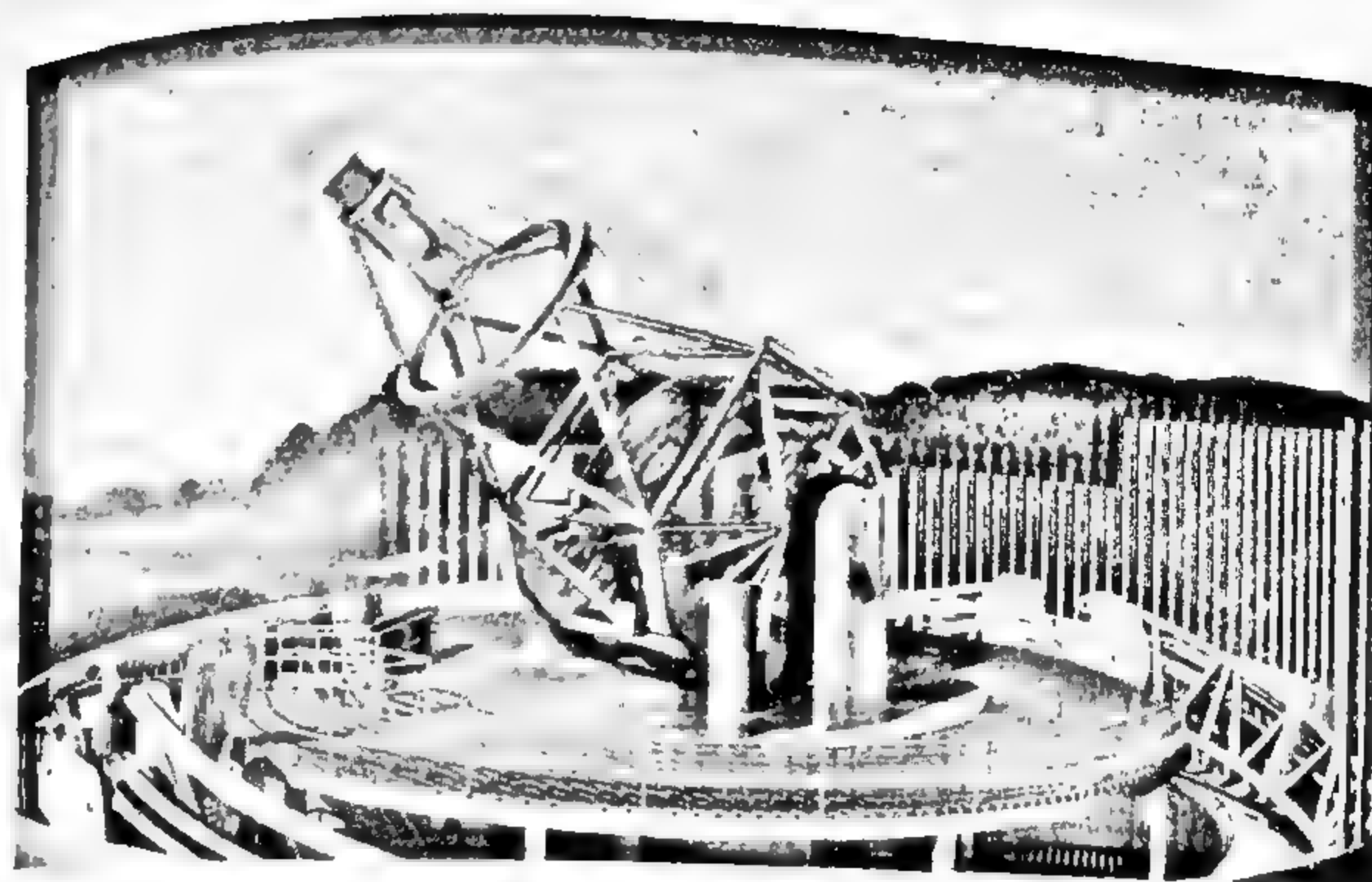
Un caso singular lo representan los telescopios solares. El Sol es la estrella más cercana con diferencia, y la única en la que podemos estudiar su superficie en detalle. Es clave para el entendimiento del universo, y sirve de modelo para interpretar qué ocurre con el resto de las estrellas. Para observar el Sol podría parecer que no hace falta un gran telescopio, pero no es el caso. Observar el Sol es muy complicado por la gran cantidad de calor que concentran los espejos de los telescopios. Además, y aunque resulte obvio, el Sol debe ser observado de día, lo que incrementa terriblemente las turbulencias de la atmósfera debido al calentamiento del terreno y a la diferencia de temperatura con la atmósfera más cercana, dificultando tremendamente su observación. Por otro lado, queremos hacerlo en altísima resolución espectral, y cuando comenzamos a dispersar los fotones hasta alcanzarla, nos quedamos con unos pocos por rango de longitud de onda. En definitiva, observar el Sol es complicado, y los telescopios para hacerlo son instrumentos muy especiales.

Se podría decir que cada telescopio profesional para observar el Sol es único y trata de medir aspectos específicos, utilizando técnicas como la *espectropolarimetría*, la espectroscopia de altísima resolución, la *espectroscopia bidimensional*, la obtención de imágenes simultáneas en diversas longitudes de onda, etc. De forma genérica, un telescopio solar consiste en una torre de varias decenas de metros, en cuya parte superior se coloca el telescopio o espejos (*celostato*) que permiten realizar la observación evitando las turbulencias mayores. Hoy en día, los telescopios solares más grandes del mundo son el McMath-Pierce,

dotado de un espejo de 1,6 m de diámetro; el NST (*New Solar Telescope*), igualmente de 1,6 m, y el GREGOR Solar Telescope, de 1,5 m, sin olvidar el SST (*Swedish Solar Telescope*), el segundo telescopio refractor más grande del mundo en activo con casi 1 m de diámetro. Entre los telescopios que estarán operativos la próxima década, destacan el DKIST y el EST (*European Solar Telescope*), de 4 m de diámetro (véanse las imágenes de la página contigua).

Existe un buen número de telescopios en el espacio para realizar observaciones en el visible, infrarrojo y ultravioleta cercano. La ventaja principal: evitar la limitación impuesta por la atmósfera en la resolución espacial. Las desventajas: el alto coste, lo limitado de su diámetro y la imposibilidad de reparación o instalación de otra instrumentación de forma sencilla. Entre los telescopios espaciales más destacables se encuentran el Hubble de 2,4 m de diámetro, un telescopio multipropósito dotado de cámaras y espectrógrafos en diversos rangos del espectro; el telescopio Gaia, sucesor del Hipparcos, dedicado a medir, mediante paralaje, la posición y velocidad radial de mil millones de estrellas de nuestra galaxia, desde su centro hasta la parte más exterior, y dotado de dos espejos rectangulares de $1,45 \times 0,5$ m; el Kepler, un telescopio dedicado a la *astrosismología* y búsqueda de exoplanetas, de 1,4 m, que ha descubierto miles de ellos, y el Spitzer, el telescopio infrarrojo sucesor del IRAS y del ISO, que posee un espejo de 0,85 m pero que dejó de funcionar a plena capacidad en 2009, cuando el helio líquido necesario para su refrigeración se agotó. Telescopios solares en el espacio importantes son el SOHO, el STEREO y, más recientemente, el SDO (*Solar Dynamics Observatory*). Entre los previstos para un futuro próximo, destaca el JWST (*James Webb Space Telescope*) o simplemente Webb, con un espejo de 6,5 m de diámetro compuesto por 18 segmentos hexagonales.

En las páginas 142-143 se recogen algunos de los mejores telescopios del mundo, terrestres y en el espacio, que operan tanto en el espectro visible como en el infrarrojo. Algunos de ellos son todavía un proyecto, que se hará realidad durante los próximos años.



Diseño del futuro Telescopio Solar Europeo (EST), un telescopio solar de clase 4 metros previsto para la próxima década, y que será emplazado en los observatorios de las islas Canarias.

LOS OJOS DE LA HUMANIDAD QUE ESCRUTAN EL COSMOS

Los instrumentos algunos de los mejores telescopios de hoy en día, y también varias imágenes que se han obtenido sobre ellos, desde historia. Las imágenes están en el orden de la izquierda a la derecha.



Telescopio de Mount Wilson
Monte Wilson, California, Estados Unidos



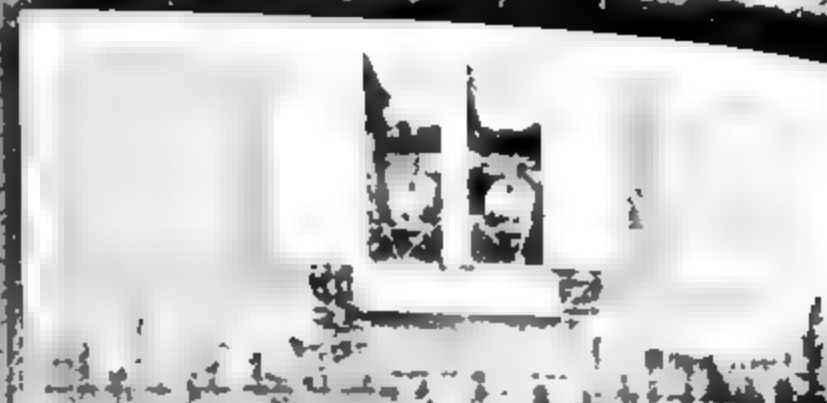
Hale (Telescopio Hale) - Mount Wilson, California, Estados Unidos



Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



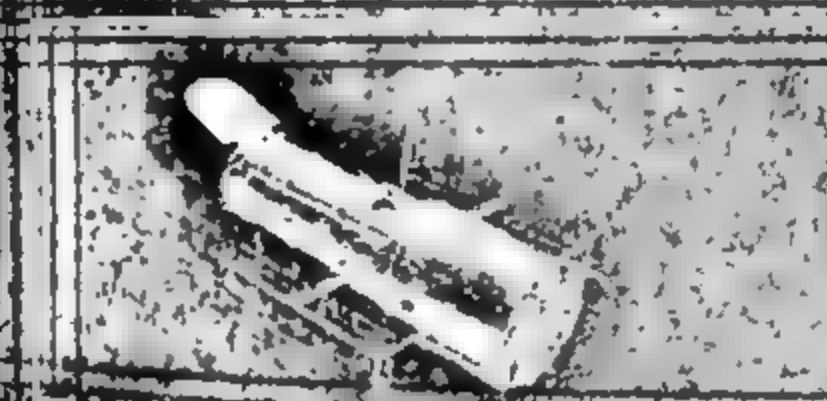
Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



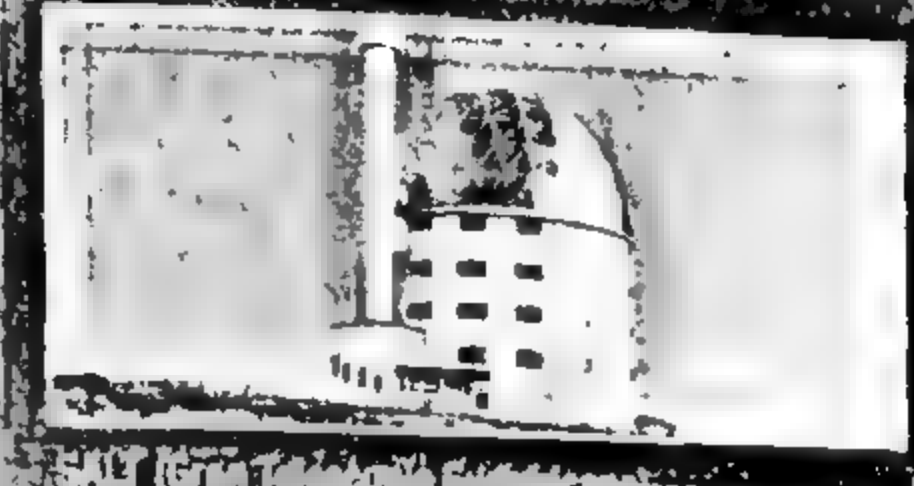
Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



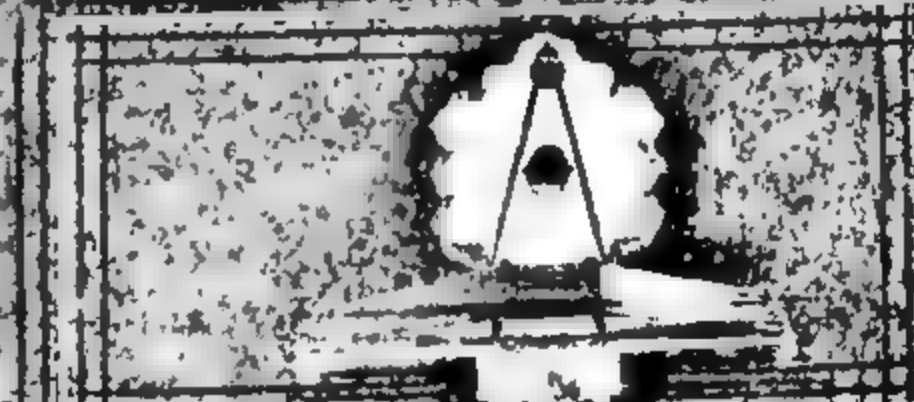
Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos



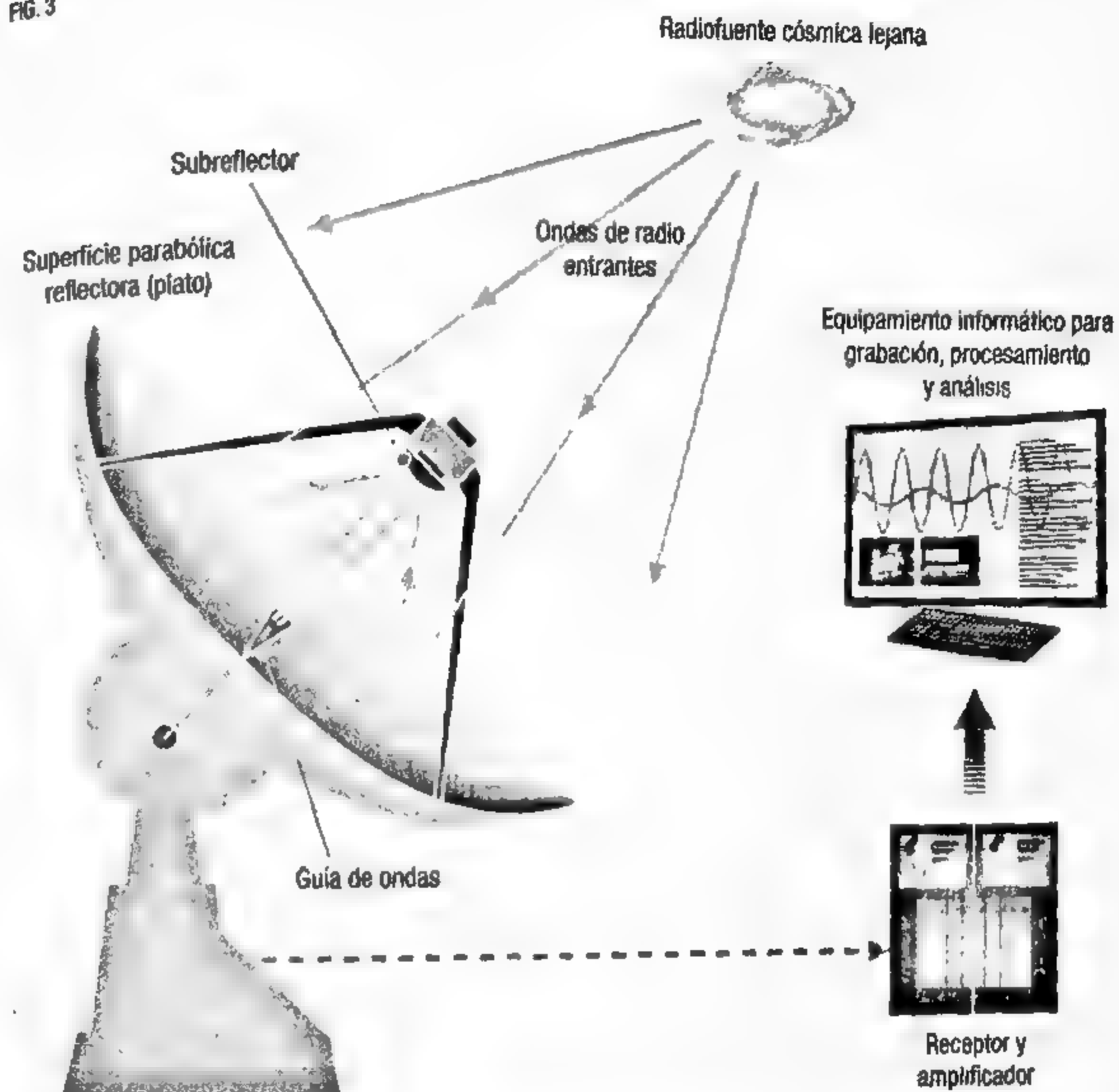
Telescopio Hale - Mount Wilson, California, Estados Unidos

RADIOTELESCOPIOS

A pesar de que la atmósfera permite la observación del universo en longitudes de onda mayores que el visible, su estudio en este rango del espectro durante la primera mitad del siglo XX no parecía demasiado útil. Se consideraba que si los cuerpos astronómicos emitían radiación con una distribución de energías muy similar a la de un cuerpo negro, la cantidad de esta esperada en el rango de las ondas de radio resultaría despreciable. Esto y la baja resolución espacial disponible para la observación del firmamento, incluso con grandes instrumentos, tendían a disuadir cualquier intento al respecto. No fue hasta 1935 cuando Karl Jansky identificó ciertas señales de radio, con 14,6 m de longitud de onda, como procedentes del centro de nuestra galaxia. Poco más tarde, en 1937, Grote Reber utilizó una antena parabólica de 9 m para realizar el primer mapa de emisión de ondas de radio de la Vía Láctea. Desde entonces se ha construido una enorme cantidad de radioantenas de decenas de metros en el planeta. Existen radiotelescopios móviles, que pueden apuntar a cualquier lugar del cielo, y otros fijos que pueden observar el firmamento a su paso, estos últimos dotados de un detector que se puede desplazar para seguir por un breve lapso de tiempo un objeto, o para poder subir o bajar un poco en la declinación de la zona del cielo a observar. Los mayores radiotelescopios móviles existentes son los de Effelsberg y Green Bank, ambos con unos 100 m de diámetro, el tamaño de ¡un campo de fútbol! Respecto a los radiotelescopios fijos, destacan el de Arecibo (305 m), el FAST (*Five-hundred-meter Aperture Spherical radio Telescope*), de 500 m, y el RATAN-600, un anillo de 576 m de diámetro. El diseño básico de un radiotelescopio se muestra en la figura 3.

Sin embargo, desde la década de 1970, y gracias también a los avances en computación, se pudo desarrollar una técnica de observación en ondas de radio que revolucionaría las observaciones. Se trataba de la *síntesis de apertura*, un tipo de interferometría que permite mezclar señales de un conjunto de radiotelescopios para producir imágenes con una resolución angular del tamaño de todo el conjunto. Es decir, podemos

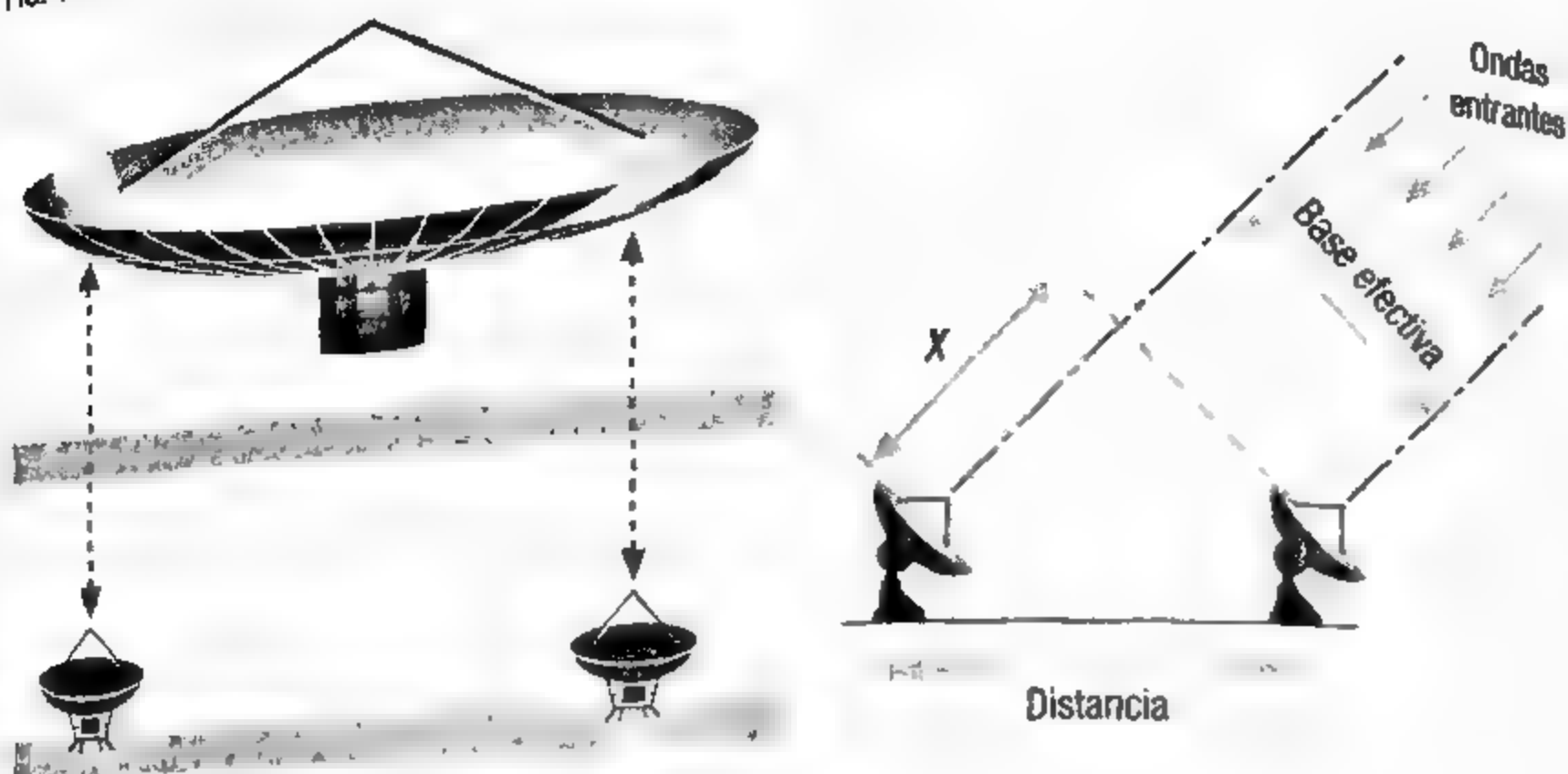
FIG. 3



Diseño y funcionamiento básicos de un radiotelescopio típico. Las ondas de radio son captadas por la estructura en forma de plato de la antena parabólica, reflejadas al subreflector, que las concentra, y enviadas a la guía de ondas, a partir de la cual la señal concentrada se amplifica, graba, procesa y analiza, entre otras operaciones.

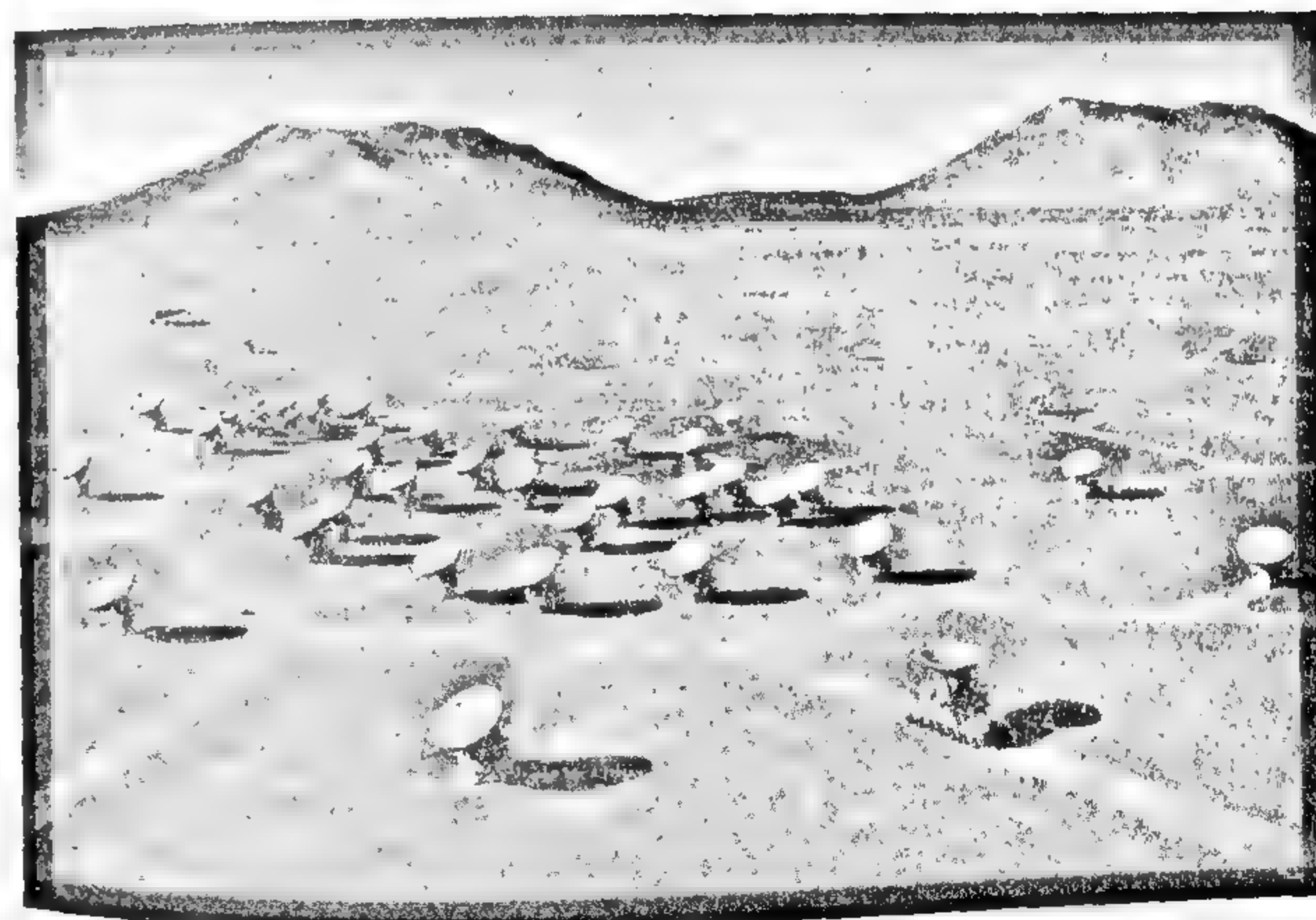
utilizar varios radiotelescopios y mezclar sus señales para obtener una imagen final con una resolución espacial tan buena como si de una antena del tamaño de la distancia entre ellas se tratase (figura 4). A partir de entonces, surgieron grupos de radiotelescopios que operan conjuntamente, como el famoso VLA (*Very Large Array*), compuesto de 27 antenas de 25 m

FIG. 4



Mediante técnicas de interferometría, dos o más radiotelescopios pueden funcionar juntos de un modo que en muchos aspectos logra el mismo resultado que se obtendría con un solo radiotelescopio tan grande como la distancia entre los extremos del conjunto. Cuando las ondas de radio observadas llegan justo desde arriba (como sería el caso de la izquierda), la base efectiva de recepción de un conjunto de, por ejemplo, dos radiotelescopios es igual a la distancia entre ambos. Cuando las ondas observadas llegan con inclinación (como en el caso ilustrado a la derecha), sus crestas alcanzan cada radiotelescopio en instantes ligeramente distintos. El retardo en el instante de la recepción corresponde a la distancia (X) dividida por la velocidad de la luz. Si X es un múltiplo exacto de la longitud de onda, las ondas captadas en ambos radiotelescopios están en fase y se suman al combinarse. Si no, las ondas están fuera de fase y se interfieren.

de diámetro, con una separación máxima de 36 km y una resolución de 0,05 segundos de arco, que opera en el rango de las ondas centimétricas. El conjunto de radiotelescopios más potente que existe en la actualidad es el ALMA (*Atacama Large Millimeter Array*), una colaboración entre países de muchas partes del mundo (véanse las imágenes de la página contigua). Se trata de un interferómetro que comprende un conjunto de 66 radiotelescopios de 7 y 12 m de diámetro destinados a observar longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. Otros radiotelescopios más especializados son el BICEP3 y el QUIJOTE, que observan la polarización de la radiación del fondo cósmico. Debe tenerse en cuenta que el rango cubierto por las ondas de radio es inmenso, muchísimo mayor que el cubierto por el visi-



En la imagen superior, algunas de las antenas del conjunto ALMA en el desierto de Atacama, Chile, a 5000 m de altitud. Abajo, recreación artística que muestra la distribución de las 66 antenas del ALMA.

ble, y que, a pesar de que existen numerosos radiotelescopios, todos ellos pueden estar observando y realizando trabajos de observación diversos.

Para un futuro próximo existe un proyecto extremadamente ambicioso: el SKA (*Square Kilometer Array*), que pretende sumar miles de antenas para formar el mayor radiotelescopio que haya existido, con una superficie colectora de 1 kilómetro cuadrado (un millón de metros cuadrados) y una resolución varias veces superior a la del telescopio espacial Hubble. Entre las capacidades más sorprendentes de este conjunto de radiotelescopios podemos destacar que sería capaz de detectar el radar de un aeropuerto situado en un planeta a 10 años-luz de distancia!

Respecto a observatorios espaciales recientes, son relevantes el satélite Herschel, con un espejo de 3,5 m de diámetro, que operó en el rango infrarrojo lejano y en las microondas, y el Planck, un telescopio de microondas, sucesor del COBE y el WMAP. Tanto el Herschel como el Planck finalizaron sus misiones en 2013, pero las observaciones que efectuaron siguen siendo analizadas y empleadas en numerosas investigaciones. En el rango de las ondas centimétricas, hay que destacar la antena de 8 m del satélite HALCA, que funcionó hasta 2003 y podía ser utilizado en conjunto con instrumentación en tierra, alcanzando así resoluciones sin precedentes. Actualmente, el único radiotelescopio observando desde el espacio es el satélite Spektr-R, dotado de una antena de 10 m de diámetro.

Un último detalle que suele sorprender es que la observación en las ondas de radio puede realizarse de la misma manera tanto de día como de noche, ya que, en luz visible, la luz del Sol es dispersada por la atmósfera, creándonos un velo brillante que no nos permite observar las estrellas, mientras que esto no sucede en el rango de las ondas de radio.

ESTUDIAR EL COSMOS CON RADIACIÓN IONIZANTE

La astrofísica en el rango de la radiación ionizante es la rama más joven. Su breve historia comienza con instrumentación si-

tuada en globos, cohetes y finalmente satélites en el espacio. Podemos situar los orígenes de la astronomía de altas energías en los años setenta del pasado siglo. Desde entonces han sido diseñados y lanzados al espacio un importante número de telescopios, muchos de los cuales pueden observar en varios rangos del espectro simultáneamente. De menor a mayor energía, podemos enumerar algunos de los más relevantes.

Además del ya citado telescopio espacial Hubble, capaz de observar en el ultravioleta cercano, ha habido una serie de telescopios espaciales que pueden observar en este rango del espectro. El IUE (*International Ultraviolet Explorer*), con un espejo de 45 cm, y el GALEX (*GALaxy Evolution Explorer*), con uno de 50 cm, fueron los más importantes en el rango ultravioleta durante finales del siglo xx y la primera década del siglo xxi.

Los rayos X son un caso bastante especial. Están en el límite de la luz que podemos desviar utilizando superficies reflectantes apropiadas, y se trata de un rango para el que no existe más remedio que observar desde el espacio. Han existido numerosos telescopios espaciales en rayos X, entre los que se puede destacar al Uhuru, al Einstein, al XMM-Newton y a los más recientes, Chandra y NuSTAR. Como telescopio previsto para un futuro próximo en este rango podemos citar al Athena.

Respecto a los rayos gamma, y entrando en el siglo xxi, nos encontramos con dos satélites especialmente relevantes: el INTEGRAL (*INTErnational Gamma Ray Astrophysics Laboratory*) y el telescopio espacial Fermi de rayos gamma. El INTEGRAL destacó por ser el primer observatorio que podía captar simultáneamente objetos en rayos gamma, rayos X y en luz visible, lo que ayudó a identificar fuentes de rayos gamma. El Fermi, el más reciente, es un telescopio diseñado para estudiar dichas fuentes de rayos gamma del universo con el objeto de detallar un mapa de las mismas. Dos años después de su puesta en funcionamiento, había generado un mapa de casi 1 500 fuentes. Fue puesto en órbita en 2008 y, en el momento de escribir estas líneas, se espera que siga operativo al menos hasta 2018.

Ya hemos descrito aproximadamente cómo funciona un telescopio de rayos gamma. El Fermi tiene el aspecto de un enorme

cubo formado por un conjunto de 4×4 detectores complejos que cubren en total un área cuadrada de 2,5 m por lado, equivalente a la de un espejo tradicional circular de 2,82 m de diámetro, mayor que el del telescopio espacial Hubble, por ejemplo. Este

Una fotografía del universo del telescopio espacial Hubble provoca más admiración sobre la creación que la luz que atraviesa una ventana en una catedral.

MICHAEL SHERMER

telescopio observa simultáneamente un 20% del cielo, escaneándolo de forma continuada y cubriéndolo por completo cada tres horas. Cabe señalar que el ritmo al que se recogen los fotones de rayos gamma es muchísimo menor que en la luz visible o en las microondas. Podríamos decir que los contamos y analizamos uno a

uno, lo que resulta un trabajo muy lento y tedioso.

Sorprendentemente, no toda la investigación astronómica en rayos gamma se realiza desde el espacio. De hecho, observar en él es muy costoso, y más cuando se necesitan telescopios enormes para recoger los pocos fotones que nos llegan. Afortunadamente, en 1958, Pável Cherenkov fue galardonado con el premio Nobel por un hallazgo que nos permitiría realizar observaciones desde tierra de los rayos gamma provenientes del cosmos. Consistió en el descubrimiento y caracterización de una radiación electromagnética que es producida por partículas atómicas cargadas que se mueven a velocidades superiores a la velocidad de la luz en ese medio, a la que se llamó *radiación de Cherenkov*.

Recordemos que la velocidad de la luz depende del medio y alcanza su valor máximo en el vacío. La radiación de Cherenkov es el resultado de una onda de choque, que produce el brillo azulado característico de los reactores nucleares. Podemos asemejarlo a la generación de una onda de choque cuando un avión supersónico supera la velocidad del sonido. En ese caso los frentes de onda esféricos se superponen para formar un cono. Debido a que la luz también es una onda, puede producir los mismos efectos si su velocidad es superada en el medio. Los *rayos cósmicos* (fundamentalmente partículas cargadas a velocidades cercanas a la de la luz) y los rayos gamma, al inte-



Representación artística de los modelos de telescopios Cherenkov del proyecto CTA (imagen superior). En el Observatorio del Roque de Los Muchachos (isla de La Palma, Canarias) se está construyendo el conjunto de telescopios CTA del hemisferio norte. Estará compuesto por 4 telescopios de 23 m y 15 de 12 m, tal como se muestra en la representación artística inferior, donde se puede apreciar también uno de los dos telescopios Cherenkov MAGIC, operativos desde hace más de diez años.

ractuar sobre los átomos y moléculas de la atmósfera terrestre, producen otras partículas, las cuales producen más partículas, creándose así una verdadera cascada de ellas, muchas cargadas eléctricamente. Cada una de estas partículas excita el nitrógeno y el oxígeno atmosféricos que encuentra a su paso, los cuales finalmente emiten la radiación de Cherenkov. Es decir, son los átomos de la atmósfera los que emiten la radiación, no la partícula incidente. Los rayos cósmicos y rayos gamma provenientes de cualquier lugar del universo chocan contra la atmósfera y producen cascadas de partículas que finalizan con un *flash* de luz azulada de muy breve duración.

Aprovechando este efecto, es posible estudiar desde tierra el cosmos más violento, que se comunica mediante luz en rayos gamma, aprovechando la atmósfera como parte de unos instrumentos a los que llamamos *telescopios Cherenkov*. Tras muchos experimentos previos, hoy en día los telescopios Cherenkov más importantes son: HESS, MAGIC y VERITAS. Pero existen proyectos de futuro ya en marcha, que superarán una vez más todo lo anterior. Así, tenemos al CTA (*Cherenkov Telescope Array*), que con instalaciones en ambos hemisferios (Canarias en el norte y Chile en el sur) se convertirá en el mayor y más sensible detector de rayos gamma existente en el planeta (véanse las imágenes de la página anterior).

UN HORIZONTE DE DESCUBRIMIENTOS

La astrofísica, joven rama de la ciencia fundamentalmente observacional, nos ha ayudado a entender que los átomos de que estamos compuestos son polvo de estrellas y que somos humanos alimentados por la energía del Sol, y ello nos hace conscientes, como nunca, del lugar y momento que ocupamos en el universo. Jamás habíamos visto con tanta claridad lo especial de nuestro pequeño y frágil hogar, en medio de un universo cruel y violento, formado principalmente de materia y energía oscuras, aún desconocidas. Nos ha tocado vivir un instante de descubrimientos espectaculares. Acaban de ser descubiertos los primeros plane-

tas similares al nuestro en torno a otras estrellas, y ya se están construyendo nuevos telescopios para tratar de responder si somos los únicos seres vivos en toda esta inmensidad. Más allá de avances tecnológicos y soluciones materiales, la astrofísica contribuye como pocas a la evolución más profunda de la humanidad. Estamos viviendo, sin duda, un instante apasionante de la historia en el que estamos abriendo los ojos al cosmos.

LECTURAS RECOMENDADAS

- ALTSCHULER, D.R., *Hijos de las estrellas*, Madrid, Cambridge University Press, 2003.
- ASIMOV, I., *Guía de la Tierra y el espacio*, Barcelona, Ariel, 1993.
- BARBERO, S., DORRONSORO, C. Y GONZALO, J., *La luz: ciencia y tecnología*, Madrid, CSIC/Los Libros de la Catarata, 2015.
- BRYSON, B., *Una breve historia de casi todo*, Barcelona, RBA, 2006.
- HAWKING, S., *Historia del tiempo*, Barcelona, Espasa Libros, 2010.
- HERRMANN, J., *Atlas de astronomía*, Madrid, Alianza, 1996.
- LEWIN, W., *Por amor a la física*, Barcelona, Debolsillo, 2016.
- SAGAN, C., *Cosmos*, Barcelona, Planeta, 1982.
- SÁNCHEZ RON, J.M., *El jardín de Newton. La ciencia a través de su historia*, Barcelona, Crítica, 2009.
- STEWART, I., *Las matemáticas del cosmos*, Barcelona, Crítica, 2017.
- WEINBERG, S., *Los tres primeros minutos del universo*, Madrid, Alianza, 2016.

INDICE

61 Cygni (estrella) 88, 98
 aberración
 cromática 44, 45
 estelar 36
 agujero negro 7, 9, 11, 15, 56, 69, 73, 107,
 122, 124, 131
 Alfa Centauri (estrella) 21, 38, 89, 91, 98,
 104
 Algol (estrella) 78, 100
 Andrómeda, galaxia de 8, 22, 24, 25,
 32-34, 39
 Antares (estrella) 86, 98
 antropocéntrico 34
 años-luz 38, 84, 86, 89, 148
 apertura 39, 93, 136, 144
 Arquímedes 29
 astrometría 81, 88, 90, 117
 átomos 7, 63, 67, 112-115, 132,
 152
 aumentos 42-44, 68, 136

 baricentro 86
 Bessel, Friedrich 88
 Betelgeuse (estrella) 92, 98
 binaria eclipsante 105, 119
 Bradley, James 36

canibalismo galáctico 24
 cefeidas 100-102, 125
 colimador 109
 constelaciones 36, 77-79, 86, 91
 contaminación lumínica 53, 54
 cresta 57-59, 62, 146
 CTA 11, 151, 152
 cuerpo negro, radiación de 70, 71, 110,
 117, 132, 144
 Curtis, Heber 125
 curva de luz 100, 102, 104-106, 119

 Descartes, René 55
 diagrama color-magnitud 97-99
 difracción 60, 61, 107-109, 136
 dualidad onda-corpúsculo 9, 30, 56

 efecto
 Doppler 12, 76, 115-119, 121
 Doppler-Fizeau 115, 116
 fotoeléctrico 61, 62, 69, 114, 132
 Einstein, Albert 18, 55, 61, 63
 enana, estrella
 blanca 9, 98, 103
 marrón 11, 91, 124, 131
 energía oscura 7, 126, 138, 152

escalera de distancias cósmicas 90, 103
 espectro
 electromagnético 10-12, 30, 65-69,
 75, 92, 93, 96, 110, 127, 129-133,
 138-140, 144, 149
 continuo 110, 111, 117
 de absorción 111, 117
 de emisión 111
 espectrógrafo 108, 110, 111, 140
 espectroscopia 12, 76, 106-108, 112, 115,
 119, 139
 estrella de Barnard 21, 89, 98
 exoplaneta 8, 12, 20, 46, 73, 99, 107, 124,
 131, 138, 140, 148
 experimento de la doble rendija 61, 62

 Fermat, Pierre de 55
 filtros 12, 76, 90, 93, 96, 97, 107, 109, 139
 Fizeau, Hippolyte 36, 37, 115
 foco 42, 43, 46, 108
 fotometría 12, 76, 78, 81, 99, 104, 106,
 109, 119
 fotón 8-10, 29, 30, 33, 38, 39, 51, 55, 56,
 60, 63, 66, 69, 70, 76, 80, 107-110, 112,
 114, 117, 119, 127, 130, 134, 135, 139,
 150
 fotosfera 117
 Foucault, Léon 37, 62
 Fraunhofer, Joseph von 108, 117
 frecuencia 57-60, 63, 64, 66-69, 116
 Fresnel, Augustin-Jean 55

 Galileo 8, 35, 39, 49, 55, 135, 137
 geocéntrico 34
 Goodricke, John 100
 Gran Telescopio Canarias (GTC) 46-48,
 138, 142
 Grupo Local de galaxias 22, 32, 33

 Halley, Edmund 84, 85
 heliocéntrico, modelo 8, 34
 Herschel, William 65
 Hertz, Heinrich Rudolf 62
 Hiparco de Nicea 78
 hipergigantes, estrellas 91
 Hooke, Robert 55
 Hubble, Edwin 102, 125
 Huggins, William 117
 Huygens, Christiaan 36, 55, 61

Ibn al-Haytham (Alhacén) 55
 índice de refracción 40, 41, 107
 infrarrojo 11, 66-68, 70, 71, 96, 114, 131,
 133, 134, 137, 139, 140, 148
 infrasonidos 64
 interferometría 107, 144, 146

 Janssen, Pierre 114
 Júpiter 8, 18-20, 35-37, 76

 Kepler, Johannes 35, 79, 84
 leyes de 35, 84, 85

 Leavitt, Henrietta 100, 125
 lente de cámara 109
 ley del inverso del cuadrado de la
 distancia 79, 80
 líneas espectrales
 de absorción 111, 117
 de emisión 111
 Lockyer, Joseph 114
 longitud de onda 11, 12, 55, 57-59, 64-71,
 76, 107-111, 114, 116-120, 122, 123,
 131-134, 137, 139, 144, 146
 lucky imaging 53
 luz, velocidad de la 9, 29-32, 34-38, 40,
 41, 44, 54-59, 62, 66, 68, 132, 146, 150

 magnitud
 absoluta 91, 95, 97, 100-104
 aparente 78, 79, 91, 101, 105
 Marte 18-20, 76, 85
 materia oscura 7, 123, 124, 126, 138, 152
 Maxwell, James Clerk 55, 68
 medio transparente 40, 44, 51, 53, 56, 57,
 62, 65
 Mercurio 18-20, 76
 Michelson, Albert 37
 microondas 11, 31, 66-70, 129, 131, 133,
 134, 148, 150
 minutos-luz 38, 84
 movimiento propio 12, 88-91

 Newton, Isaac 49, 55, 62, 107
 niveles de energía 113, 114
 Nubes de Magallanes 8, 22, 39

 objetivo 42-44, 50, 93
 ocular 42-44, 49, 50

onda 9, 27, 30, 55-64, 68, 115, 116, 136,
 150
 de radio 11, 31, 66-69, 86, 129-134,
 137, 144-146, 148
 óptica adaptativa 52, 137

 paralaje 36, 81-83, 85, 86, 89, 90, 101, 140
 pársec 84, 86, 88, 90, 91
 patrón de interferencia 60
 periodo
 de onda 57, 58
 de variación (en el brillo de estrellas)
 100-102
 Planck, Max 55, 62, 63
 constante de 58, 60, 63
 ley de 70, 71, 97, 110
 plasma 94, 97, 118
 Pogson, Norman 78
 Polaris (estrella polar) 98, 102
 principio de Huygens 60
 prisma 45, 68, 107-109
 Próxima Centauri (estrella) 19, 32, 83,
 89, 98

 radiación ionizante 11, 65, 66, 133, 148
 radiotelescopio 11, 132, 134, 144-146,
 148
 rayos
 calóricos (IR) 65
 gamma 11, 66-69, 129-135, 149, 150,
 152
 X 11, 66-69, 129-131, 133-136, 149
 red de difracción 107-109
 refracción 40-42, 44, 45, 50, 56, 60, 62,
 107, 124
 resolución 8, 49, 51, 52, 75, 104, 136, 137,
 139, 140, 144-146, 148
 Richer, Jean 85
 Rigel (estrella) 91
 Ritter, Johann W. 68
 Roget, Juan 29, 39
 Römer, Ole 35, 37
 Ross 248 (estrella) 89

 Saturno 18-20, 76, 79
 seeing 52, 137
 segundos-luz 38, 84
 Shapley, Harlow 125
 Sirio (estrella) 21, 79, 91, 98, 104, 117

sistema solar 7, 8, 12, 15, 16, 18-21, 51,
 75, 79, 86, 131, 137
 Snell, ley de 41, 42, 44
 Sol 7-9, 12, 16-21, 24, 30, 32, 34-38, 42-45,
 52, 56, 64, 69, 76, 78-87, 89-91, 95, 98,
 103, 104, 106, 107, 109, 112, 114, 117,
 132, 137, 139, 148, 152
 sonido 31, 32, 35, 57, 61, 64, 81, 115, 116,
 150
 Supercúmulo de Virgo 22, 23
 supernova 9, 11, 69, 102, 104, 126, 131

 telescopio 8-12, 20, 29, 33, 34, 39, 40,
 42-54, 65, 75, 78, 79, 83-85, 87, 88, 90,
 92, 93, 104, 106, 108, 119, 125, 129,
 130, 132-143, 148-153
 espacial James Webb 12, 140, 143
 teoría de la relatividad 9, 31
 Thomson, Joseph J. 62, 63
 tránsito 85, 105, 106

 ultrasonidos 64
 ultravioleta 11, 66-68, 70, 71, 110, 114,
 129, 131-134, 140, 149
 unidad astronómica (UA) 17, 84-86, 91

 valle 57-59, 62
 variabilidad 78, 99, 100, 103
 variables, estrellas
 extrínsecas 100, 103
 intrínsecas 100
 Vega (estrella) 21, 79, 98
 velocidad
 del sistema 121
 radial 12, 116-118, 140
 tangencial 89, 117
 Venus 8, 18-20, 76, 84, 85, 87
 Vía Láctea 7, 8, 11, 13, 15, 20-22, 24, 25,
 32, 33, 69, 90, 125, 131, 132, 140, 144
 visible (luz) 10, 11, 30, 31, 64-71, 92, 96,
 109, 110, 114, 129-131, 133, 134, 136-
 140, 144, 148-150
 VLA (Very Large Array) 145

 Wein, ley de 71

 Young, Thomas 55, 61, 62

 Zwicky, Fritz 123, 124